



DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA Y CIENCIAS DE LA ATMÓSFERA
UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

.....

Trabajo de Iniciación a la Investigación
Máster Interuniversitario de Astrofísica UCM-UAM

Identificación de las frecuencias y modos de oscilación de estrellas variables en los cúmulos abiertos σ Orionis y NGC 6811

**Identification of frequencies and oscillation modes of
variable stars in the open clusters σ Orionis and NGC 6811**

6 de octubre de 2011

Alumna:
María Elena Manjavacas Martínez (MPIA) ¹

Director:
Dr. José A. Caballero (CAB) ²

¹manjavacas@mpia.de

²caballero@cab.inta-csic.es

Abstract

A star is classified as variable if its apparent magnitude as seen from Earth changes over time, whether the changes are due to variations in the star's actual luminosity (e.g. pulsations, magnetic spots), or to variations in the amount of the star's light that is blocked from reaching Earth (e.g. eclipses, transits). We aimed at investigating variable stars in two open clusters of very different age: σ Orionis (age: 3 Myr; distance: 385 pc) and NGC 6811 (age: 600 Myr; distance: 1150 pc). While in the NGC 6811 stars we expected to detect pulsations and calculate the frequency spectra, from which deriving information about stellar interior using astroseismological models, in the young σ Orionis we expected to detect variability in stars produced by cool and hot spots on their surfaces because of magnetic activity, as well as flares, and by occulting circumstellar discs.

The study of NGC 6811 is part of an international campaign to complement *Kepler* data with ground-based multi-colour data to identify oscillation modes. For that, we observed for two weeks at the IAC-80 telescope on the Observatorio del Teide and analysed the data. The analysis resulted in the detection of oscillation modes.

For σ Orionis, we used images obtained by R. Naves during nine nights in the winter of 2008-2009. Apart from confirming the photometric variability of several known T Tauri stars and of a B2Vpe star, we identified the stars Mayrit 524060 and Mayrit 344337 to be variable for the first time. While Mayrit 344337 is a T Tauri star known to display X-ray flares, lithium in absorption and H α in strong emission, Mayrit 524060 displays pulsation-like variability with amplitude 0.017 mag and period 14.89 cycles/day.

Because of its early spectral type, it may be the first δ Scuti star found in σ Orionis, and probably in the whole Orion star-forming region. We showed preliminary results on frequencies and power spectra of Mayrit 524060 which may become a cornerstone for the study of the interior of very young stars of masses slightly larger than that of the Sun.

Keywords: Asteroseismology: stars: variable: delta Scuti, T Tauri, Herbig Ae/Be — Galaxy: open clusters and associations: individual: NGC 6811, σ Orionis

Resumen

Una estrella se clasifica como variable, si su magnitud aparente vista desde la Tierra cambia con el tiempo, independientemente de si la causa son variaciones de luminosidad (e.g. pulsaciones, manchas), o debido a que hay parte de la luz que es bloqueada antes de llegar a la Tierra (e.g. eclipses, tránsitos). Nuestro objetivo era investigar las estrellas variables en dos cúmulos abiertos de edad bastante diferente: σ Orionis (edad: 3 Myr; distancia: 385 pc) y NGC 6811 (edad: 600 Myr; distancia: 1150 pc). Mientras que en NGC 6811 se esperaban detectar pulsaciones y calcular su espectro de frecuencia usando modelos estelares, en σ Orionis esperábamos detectar variabilidad en estrellas producida por manchas frías y calientes en la superficie debido a actividad magnética, así como flares y por ocultación por discos circunestelares.

El estudio de NGC 6811 es parte de una campaña internacional para complementar los datos de *Kepler* con datos desde tierra en varios filtros y poder identificar así los modos de oscilación. Para esto, se observó durante dos semanas en el telescopio IAC-80, situado en el Observatorio del Teide y se realizó el análisis de los datos. Como resultado se identificaron las frecuencias y modos de oscilación.

Para σ Orionis, se usaron las imágenes obtenidas por Ramón Naves durante nueve noches del invierno 2008-2009. Además de confirmar la variabilidad fotométrica de diversas estrellas T Tauri conocidas y de una estrella tipo B2Vpe, se identificaron como variables

por primera vez las estrellas Mayrit 524060 y Mayrit 344337. Mientras Mayrit 344337 es una estrella T Tauri de la que sabía que tenía estallidos en rayos X, absorción en Li y fuerte emisión en $H\alpha$, Mayrit 524060 muestra pulsaciones de una amplitud de 0.017 mag y periodo de 14.89 ciclos/día.

Debido a su temprano tipo espectral, puede ser la primera estrella tipo δ Scuti encontrada en σ Orionis, y probablemente en toda la región de formación estelar de Orión. Se muestran los resultados preliminares de las frecuencias y el espectro de potencias de Mayrit 524060.

Palabras clave: Astrosismología: estrellas: variables: delta Scuti, T Tauri, Herbig Ae/Be
— Galaxia: cúmulos abiertos y asociaciones: individual: NGC 6811, σ Orionis

Preliminares

Esta memoria recoge el trabajo de fin de máster de Astrofísica Interuniversitario UCM - UAM desarrollado durante el curso 2010/2011. Este trabajo es continuación del comenzado durante el desarrollo de una beca de verano en el Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC) durante el verano de 2010, bajo la supervisión de Orlagh Creevey y Brandon Tingley.

En la siguiente tabla se recogen las contribuciones a la realización de este trabajo de iniciación a la investigación:

Tarea	NGC 6811	σ Orionis
Observaciones	E.M. , O.C.	R.N.
Fecha juliana	E.M.	E.M.
Alineamiento	E.M.	E.M.
Reducción	E.M. , B.T , O.C	E.M.
Fotometría	E.M. , B.T , O.C	E.M.
Resultados	E.M.	E.M. , J.A.C.

Table 1: Los acrónimos de la tabla se corresponden con: **E.M.** : **Elena Manjavacas**; O.C. : Orlagh Creevey; R.N. : Ramón Naves; B.T. : Brandon Tingley; J.A.C. : José Antonio Caballero.

Contents

1	Introducción	1
1.1	Variabilidad	1
1.2	Cúmulos estudiados	1
1.2.1	NGC 6811	1
1.2.2	σ Orionis	3
2	Objetivos	5
2.1	NGC 6811	5
2.2	σ Orionis	5
3	Observaciones	6
3.1	NGC 6811	6
3.2	σ Orionis	8
4	Análisis	9
4.1	Fecha Juliana	9
4.2	Alineamiento de las imágenes	9
4.3	Reducción	9
4.3.1	NGC 6811	9
4.3.2	σ Orionis	10
4.4	Fotometría	10
4.4.1	NGC 6811	10
4.4.2	σ Orionis	11
4.5	Curvas de luz	13
4.5.1	NGC 6811	14
4.5.2	σ Orionis	14
5	Resultados	15
5.1	Espectro de Potencias	15
5.1.1	NGC 6811	15
5.1.2	σ Orionis	18
5.2	Modos de oscilación usando el software <i>FAMIAS</i>	21
5.2.1	σ Orionis	21
5.2.2	NGC 6811	21

6	Conclusiones y Trabajo futuro	23
6.1	Conclusiones	23
6.1.1	NGC 6811	23
6.1.2	σ Orionis	24
6.2	Trabajo futuro	26
6.2.1	σ Orionis	26
6.2.2	NGC 6811	26
7	Apéndice	29

1 Introducción

1.1 Variabilidad

Una estrella es variable si su magnitud aparente cambia con el tiempo, independiente de la causa de las variaciones. Según esto, hay varios tipos de variables:

1. Variables intrínsecas: Aquellas cuya magnitud aparente cambia debido a causas físicas, como expansiones y contracciones de la misma. Como estrellas pulsantes (Cefeidas, RR Lyrae, δ Scuti, SX Phoenicis ...), estrellas variables eruptivas (estrellas fulgurantes, FU Orionis, γ Cassiopeiae, variables Orión (T Tauri), variables luminosas azules, R Coronae Borealis, RS Canum Venaticorum y variables Wolf-Rayet).
2. Variables extrínsecas: Aquellas cuyo cambio en magnitud aparente se debe a que cambia la cantidad de luz que alcanza la Tierra, por ejemplo, debido a manchas solares, binarias eclipsantes, campos magnéticos y tránsitos planetarios.

La Astrosimología es la ciencia que estudia la estructura de las estrellas variables mediante la interpretación de su espectro de frecuencias. Los diferentes modos de oscilación penetran a diferentes profundidades dentro de la estrella y nos aportan información de los interiores estelares.

Las oscilaciones se deben a la energía térmica interior convertida en energía cinética de pulsación. Este proceso es similar a lo que ocurre en un motor térmico, en el que el calor es absorbido en la fase de la oscilación en que la temperatura es alta, y es emitida cuando la temperatura es baja.

El principal mecanismo para las estrellas es la conversión neta de energía radiativa en energía de los pulsos en las capas superficiales de diferentes clases de estrellas. Las oscilaciones resultantes son estudiadas habitualmente asumiendo que son pequeñas, que están aisladas y son esféricamente simétricas.

Las oscilaciones pueden ser excitadas también de manera estocástica por células convectivas en las capas más altas de los interiores estelares. Para más detalles ver: C. Aerts et al. (2009) [1].

1.2 Cúmulos estudiados

1.2.1 NGC 6811

El objetivo de la misión *Kepler* son explorar la estructura y la diversidad de sistemas planetarios. Su principal objetivo es determinar la cantidad de planetas habitables tipo Tierra que hay en la zona de habitabilidad de una gran cantidad de estrellas, así como determinar las propiedades de esas estrellas, y ese es precisamente el trabajo de la astrosimología.

Para astrosimología, dentro del campo de *Kepler*, hay cuatro cúmulos, de los cuales uno de ellos es NGC 6811. La tabla 2, resume las características del cúmulo. Se ha organizado una campaña de toma de datos desde Tierra en varios filtros para identificar los modos de oscilación y las principales frecuencias de oscilación observadas en las estrellas tipo δ Scuti del cúmulo. Los datos de *Kepler* nos aportarán frecuencias de oscilación muy precisas y la campaña complementaria de datos tomados desde telescopios en Tierra con diferentes



Figure 1: Imagen del cúmulo abierto NGC 6811. Ref: Anthony Ayiomamitis (2010)

filtros permitirá estudiar los modos de oscilación. Para más detalles de esta campaña consultar la referencia Molenda-Zakovicz et al. 2010 [36].

La figura 1 muestra una imagen del cúmulo de NGC 6811.

Uno de los primeros estudios conocidos sobre NGC 6811 es el de Becker (1947) [4] y el de Sanders (1971) [44].

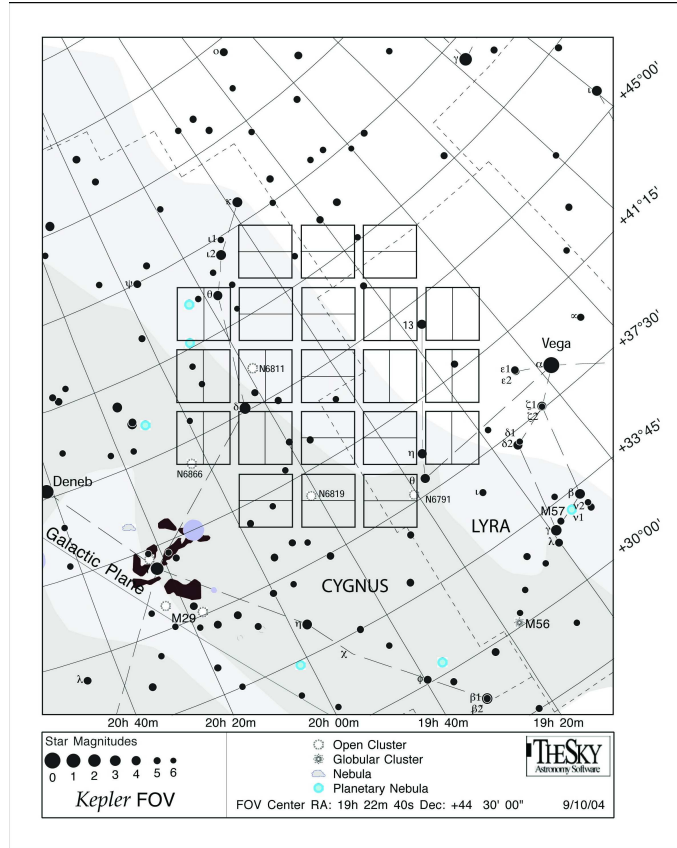


Figure 2: Imagen del campo de la misión Kepler.

El tipo de variabilidad que se ha encontrado mayormente en este cúmulo ha sido de estrellas tipo δ Scuti, como el que se menciona en Luo et al. (2009) [32]. Este tipo de estrellas

Table 2: Características del cúmulo abierto NGC 6811

RA ; DEC. (ep=2000) :	19 37 10 +46 22 30
Movimiento propio mas/a:	-4.95 -7.78 [0.22 0.21]
Flujo:	B 7.47 ; V 6.8
Metalicidad:	0.000
Edad:	~ 600 Ma [32]
Distancia:	1150 pc [32]

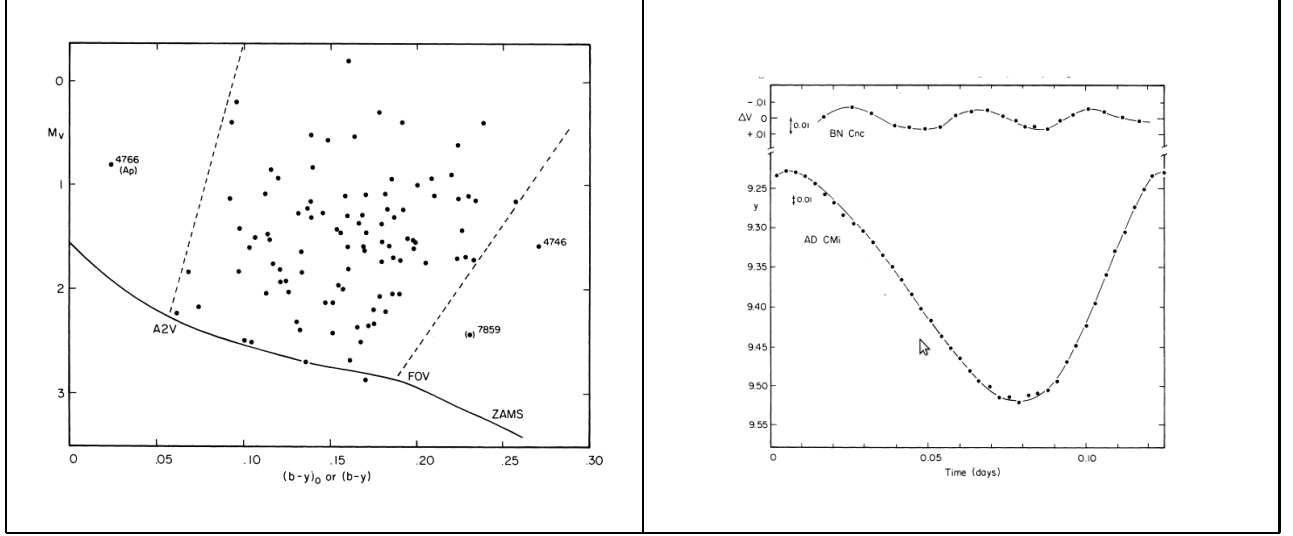


Figure 3: Izquierda: Situación en el diagrama HR de las δ Scuti , *Breger et al. (1979)* . Derecha: Curvas de luz de dos estrellas δ Scuti: BN Cnc ($A_v = 0.014$ mag) y AD CMi ($A_v = 0.294$ mag). Muchas δ Scuti tienen curvas de luz del tipo de BN Cnc, aunque el rango de amplitudes comprende entre 0.01 mag a 0.8 mag *Breger et al. (1979)*

variables tienen tipos espectrales entre A y F con pulsaciones de frecuencia entre los 5 ciclos/día y los 100 ciclos/día, como se menciona en el reciente artículo de Uytterhoeven et al. (2011) [48]. Las variaciones en magnitud en la banda V abarcan un rango de entre unas pocas milésimas de magnitud y 0.8 magnitudes, con una amplitud típica de 0.2 magnitudes. La mayor parte de las δ Scuti pertenecen a la población I, aunque se han encontrado algunas con baja metalicidad y altas velocidades radiales típicas de la Población II. La situación de las estrellas δ Scuti en el diagrama HR puede consultarse en la figura 3 obtenida del artículo de Breger et al. (1979) [8].

1.2.2 σ Orionis

Table 3: Características del cúmulo σ Orionis.

RA ; DEC. (ep=2000) :	05 38.7 -02 37
Movimiento propio mas/a:	3.42 -0.20 [1.05 0.60]
Edad:	3 Ma [15]
Distancia:	385 pc [15]

En el cúmulo de σ Orionis se puede estudiar la formación, evolución y las características de las estrellas y objetos subestelares. Sus principales características se recogen en la tabla

3.

El cúmulo de σ Orionis (Caballero et al. 2007 [15]) es joven (3 ± 2 Ma), cercano ($d \sim 385$ pc), y relativamente libre de extinción (Lee, 1968; Brown et al. 1994; Oliveira et al. 2002 [38]; Zapatero Osorio et al. 2002a. [54] ; Sherry et al. 2004 [46]; Béjar et al. 2004b [7]; Caballero 2007b[13]).

σ Orionis fue identificado por primera vez por Garrison (1967) y Lynga (1981), y fue redescubierto por Wolk (1996)[51] y Walter et al. (1997)[49] . Estos autores afirmaron que σ Orionis es un cúmulo de estrellas de baja masa, mucha de ellas coincidentes con fuentes de Rayos X. Previamente, el área había sido investigada mediante amplias búsquedas con prisma objetivo y placas Schmidt, detectando estrellas con emisión (e.g. Haro & Moreno, 1953 [24] y Wiramihardja et al. 1989[50]).

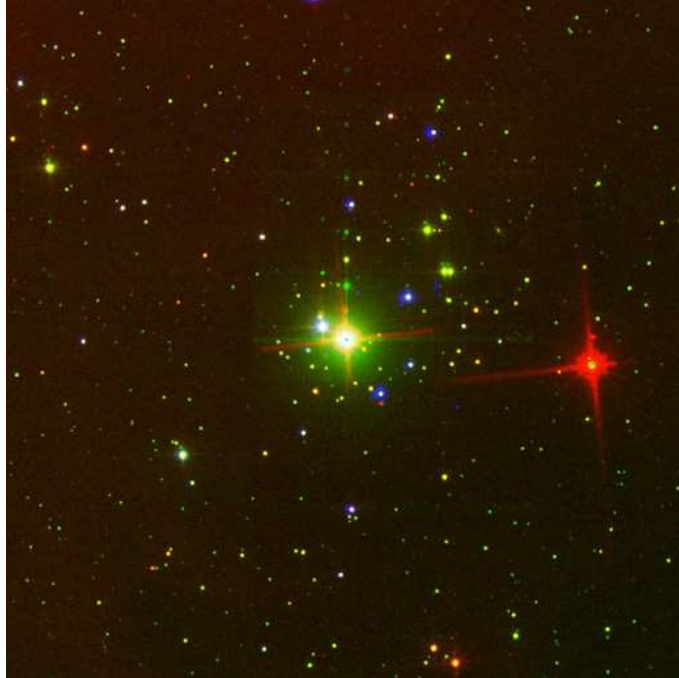


Figure 4: Imagen del cúmulo abierto de σ Orionis. Referencia: Caballero, priv. comm.

Después del trabajo de Béjar et al. 1999, quien encontró por primera vez una población de enanas marrones jóvenes en σ Orionis, el cúmulo se ha convertido en un laboratorio para estudiar los siguientes temas:

- Búsqueda de objetos de masa planetaria (con masas por debajo del límite de la quema de deuterio y el estudio de la función de masas subestelar hasta unas pocas masas de Júpiter (Zapatero Osorio et al. 2000[52] ; Béjar et al. 2001[6] ; González-García et al. 2006[21] ; Caballero et al. 2007[12]).
- La frecuencia y las propiedades de los discos viejos de ~ 3 Ma a diferentes intervalos de masa (Jayawardhana et al. 2003[28]); Oliveira et al. 2004[39] , 2006[40]; Hernández et al. 2007[26]; Caballero et al. 2007[12]; Zapatero Osorio et al. 2007a[55]).
- Las masas de las estrellas tipo OB resueltas en sistemas binarios (Heintz 1997[25]; Mason et al. 1998[34] ; Caballero 2007d[14]).
- Las emisiones de rayos X de las estrellas jóvenes y las enanas marrones (Mokler & Stelzer 2002 ; Sanz Forcada, et al. 2004; Franciosini et al. 2004[18]).

- La variabilidad fotométrica de las estrellas de baja masa y las enanas marrones (Bailer-Jones & Muncht 2001[2] ; Caballero et al. 2004[11] ; Scholz & Eislöffel 2004[45]).

Se han descubierto muchos objetos interesantes en el cúmulo, desde la estrella rica en helio y magnética $B2.0Vp$ σ Orionis E (Greenstein & Wallerstein 1958[22]), pasando por el objeto candidato de Clase I IRAS 05358-0238 (Oliveira & van Loon 2004[41]), hasta el hipotético proplyd σ Ori IRS1 (van Loon & Oliveira 2003[29]; Caballero 2005, 2007b). Los objetos más interesantes del cúmulo son en cualquier caso, por debajo del límite de masa a partir del cuál se deja de quemar hidrógeno. Algunos de estos objetos son tipo $\sim T6$, como S Ori 70 (que puede ser el objeto menos masivo detectado directamente fuera del Sistema Solar, $\sim 3M_{Jup}$ - Zapatero Osorio et al. 2002c, 2007b; Burgasser et al. 2004[10]), la T Tauri análoga subestelar S Ori J053825.4 - 02441 (que es la enana marrón más variable encontrada hasta ahora; Caballero et al. 2006), las dos emisoras en $H\alpha$ en el límite planetario S Ori 55 y S Ori 71 (con masas de sólo $10 - 20M_{Jup}$ y anchuras equivalentes en $H\alpha - 700\text{\AA}$; Zapatero Osorio et al. 2002b[54]; Barrado y Navascués et al. 2002[3]). y el la enana marrón con exoplanetas candidatos SE 70 + S Ori 68.

2 Objetivos

2.1 NGC 6811

- Este estudio es parte de una campaña internacional para complementar los datos obtenidos por la misión *Kepler* con datos desde tierra en diferentes filtros para identificar los modos de oscilación de varias estrellas tipo δ Scuti.
- Campaña de dos semanas de observación.
- Reducción de los datos.
- Realización de la fotometría y de la fotometría diferencial.
- Análisis de la serie temporal y obtención de las frecuencias, amplitudes y fases de diversas estrellas variables tipo δ Scuti.
- Identificación de los modos de oscilación de las variables.

2.2 σ Orionis

- Detectar estrellas variables en σ Orionis y calcular las frecuencias de oscilación de las mismas.
- Campaña de 9 noches de observación separadas a lo largo del tiempo y reducción de las imágenes.
- Realización de la fotometría y de la fotometría diferencial, para las imágenes de largo tiempo de exposición y corto tiempo de exposición.
- Determinar los posibles objetos candidatos a ser variables mediante un proceso iterativo, de manera independiente para las imágenes de largo y de corto tiempo de exposición.
- Cálculo de las frecuencias de oscilación de las estrellas candidatas a variables cuyo periodo no haya sido detectado previamente.

3 Observaciones

3.1 NGC 6811

Para estudiar NGC 6811, fueron concedidos 14 noches de observación en el telescopio IAC80, situado en el Observatorio del Teide (OT), en Tenerife, entre los días 13 y 26 de julio de 2010.

El campo del telescopio IAC80 usando el instrumento Camelot es de 11' x 11'. Su CCD es de 2048 x 2048 píxeles, y tiene una resolución de 0.5" pixels.

Las imágenes se tomaron en los filtros B y V de Johnson. Las características de estos filtros están descritas en la tabla 4. La razón para la utilización de estos dos filtros es que nos permitirán durante el análisis el cálculo de los modos de oscilación de las estrellas del cúmulo.

Se eligieron los filtros B y V porque son más anchos que otros filtros, por lo que el tiempo de integración será menor y se incrementa la relación señal - ruido.

Table 4: Características de los filtros B y V.

Filter	λ	FWHM
B	445 nm	94 nm
V	551 nm	88 nm

El método sistemático para llevar a cabo las observaciones fue el siguiente:

1. Se tomaron flats de cúpula en los filtros B y V cada día con el tiempo de exposición necesario para conseguir aproximadamente 30000. Normalmente el tiempo de exposición es 13s para el filtro B y 8s para el filtro V.
2. Se tomaron flats de cielo al atardecer en los filtros B y V, desde las 20.16 UT. Se empezó primero a tomar flats en B y luego en V, porque la respuesta del filtro B es menor que en V. Si los flats se toman al amanecer, primero debería empezarse por el filtro V y luego por el B.

El tiempo de exposición de los flats de cielo se va incrementando a medida que anochece, y varía entre 5s (tiempo mínimo para evitar el viñeteo) y los 180s. Durante la toma de los flats se mueve el telescopio algunos arcominutos (dithering) para evitar las estrellas que pueden aparecer en el campo.

Los flats de cielo son más precisos que los de cúpula porque la iluminación de la misma no es absolutamente uniforme en todo el campo, por lo que da un número incorrecto de cuentas.

3. Se empezaban a tomar las imágenes sobre las 22.00 UT y se terminaba sobre las 5.00 UT. En la figura 5 la posición en altitud del objeto se muestra para la primera noche de observacion (el 13 de julio de 2010). Aquí se puede ver que el objeto es visible durante toda la noche. Las observaciones acaban a las 5.00 UT porque el cielo es ya demasiado brillante y el objeto está muy bajo en el horizonte, por lo que la relación señal - ruido cae dramáticamente.

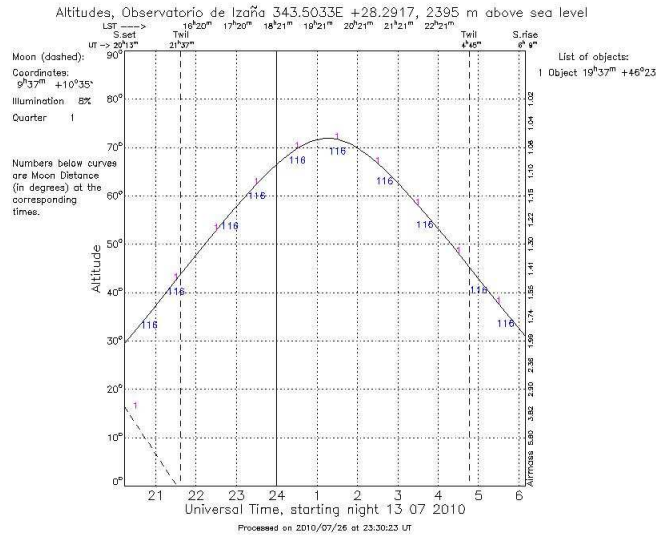


Figure 5: Posición del cúmulo (línea continua) y de la Luna (línea punteada) en altitud durante la noche del 13 de julio de 2010. Referencia: <http://catserver.ing.iac.es/staralt/index.php>

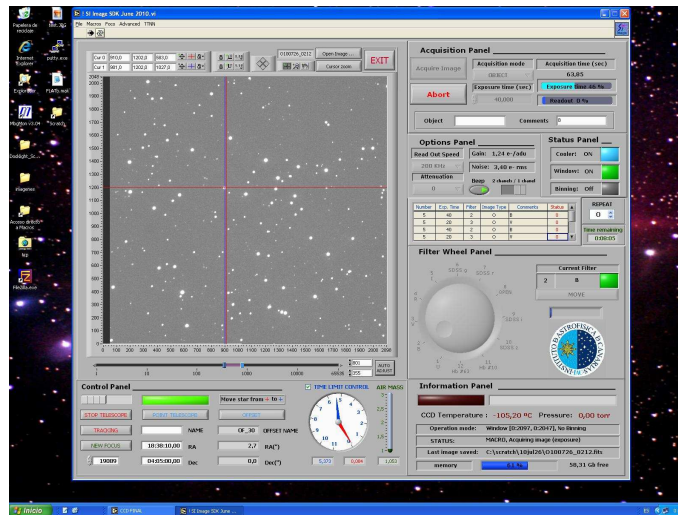


Figure 6: Software utilizado para la toma de imágenes en el IAC80

El tiempo de exposición variaba a lo largo de una misma noche, debido al cambio de altitud del objeto sobre el horizonte, y además, en el cúmulo hay una diferencia de 2 magnitudes entre la estrella más brillante y la más débil, por lo que hay que el tiempo de exposición debe ser suficiente para que la estrella más débil tenga una relación señal - ruido suficiente y la más brillante no sature.

Cuando el objeto está bajo en el horizonte, la luz atraviesa mayor parte de atmósfera y la extinción es mayor. Se incrementa el tiempo de exposición cuando el objeto está más cercano al horizonte para incrementar la relación señal - ruido.

El tiempo de exposición cambia significativamente de un día a otro debido a la calma (días 13, 18 y 25 de julio) y a problemas de enfoque.

Para hacer que el alineamiento de las imágenes fuera más fácil e incrementar la precisión de los datos, nos aseguramos de que la estrella variable V12 (ver artículo [32]),

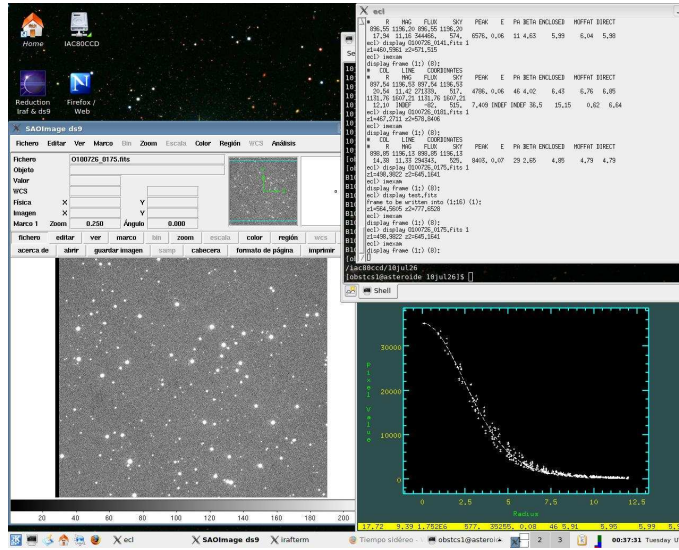


Figure 7: Imagen de la pantalla del ordenador de análisis *asteroide* en el IAC80. A la izquierda se puede ver una imagen del cúmulo NGC 6811 y a la derecha el perfil de flujo para la estrella de referencia V3.

está en el mismo pixel ($x = 900$ and $y = 1200$).

Idealmente, el flujo de la estrella a estudiar debe tener unas 30000 cuentas para la estrella variable V3 [32], pero un intervalo entre 20000 y 40000 cuentas también se acepta. El flujo medido de la estrella variable y la medida del foco se hacía de manera instantánea usando *IRAF* con la función *imexam.r*.

La figura 6 muestra el software usado para tomar las imágenes en el IAC80. Este software permite hacer macros de imágenes, cambiar el filtro automáticamente, cambiar el foco del telescopio, hacer offsets con el telescopio, etc. La figura 7 muestra la pantalla de *asteroide*, el ordenador de análisis en el IAC80, durante la noche. A la derecha se muestra el perfil de la estrella de referencia V3, y a la izquierda se muestra una imagen del cúmulo abierto.

3.2 σ Orionis

Las observaciones fueron tomadas por Ramón Naves, con un telescopio tipo lx200 de 305mm de diametro con focal de 1550 mm, sin utilizar ningún filtro (luz blanca). Se usó una CCD ST8-XME 8 (píxeles de 9 micras) y óptica adaptativa AO-7. Se tomaron datos durante 9 noches entre el 29 de noviembre de 2008 y el 11 de enero de 2009. Para este cúmulo se obtuvieron dos tipos de imágenes cada día, ver 5 :

- Imágenes largas: Imágenes de σ Orionis con un tiempo de exposición de 60 s.
- Imágenes cortas: Imágenes de σ Orionis con un tiempo de exposición de 5 s.

Table 5: Número de imágenes por noche de σ Orionis .

Fecha	Cortas	Largas
20081129	230	229
20081201	38	37
20081202	215	214
20081205	120	119
20081218	174	173
20081221	227	226
20090102	60	59
20090105	95	94
20090111	240	239

4 Análisis

4.1 Fecha Juliana

La fecha en las imágenes tomadas con IAC80 no tienen un formato compatible con los paquetes de IRAF que van a usarse. Para modificarla, se usa un script de IDL hecho previamente específicamente para este telescopio, que cambiar el formato de la fecha a uno estándar. Una vez hecho esto podemos usar el paquete de IRAF `astutil.setjd` para incluir keywords nuevos. Este proceso se hace para todas las imágenes en los filtros V y B para cada noche.

4.2 Alineamiento de las imágenes

Para alinear las imágenes se eligen unas buenas imágenes de referencia para garantizar que el alineamiento se ha hecho correctamente.

Para ello se hace una lista con las coordenadas de algunas estrellas que nos ayudarán a alinear la imagen. Se eligen como imágenes de referencia aquellas que están bien enfocadas. Para saber cuáles de ellas son las mejores, se utiliza en *IRAF* `imexam` con `e` y se representan los contornos de la estrella seleccionada, si el contorno es aproximadamente circular indica que la estrella está bien enfocada. Es necesario escribir las coordenads x e y de los pixeles de algunas de las estrellas en un archivo `ref.coo` para alinear, y esto también se hace usando el comando `imexam` de *IRAF*. En la figura 8 se muestra un ejemplo de una estrella del campo correctamente enfocada.

4.3 Reducción

4.3.1 NGC 6811

Combinación de los bias. El CCD detecta una cierta señal incluso si no entra luz, debido a que el CCD tiene una cierta temperatura y detecta cierta señal del movimiento de los electrones, esta señal es menor cuando la temperatura es baja. Para medir esta señal se toman unas cuantas imágenes con el CCD cerrado. Se combinan nuestras imágenes de BIAS para conseguir una imagen media usando el paquete de IRAF llamado `mscred.zerocombine` para combinarlos.

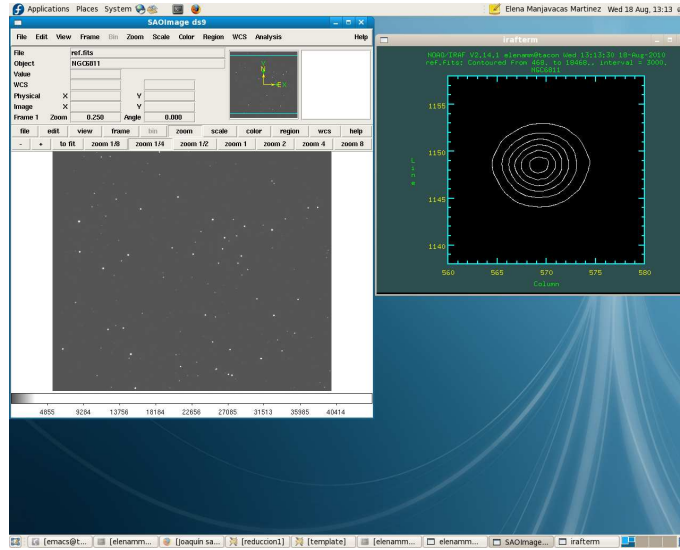


Figure 8: Estrella de NGC 6811 enfocada correctamente.

Combinación de los flats. La respuesta de cada píxel del CCD es diferente. Para tener en cuenta esta respuesta, se toma una imagen de FLAT y se elimina el BIAS de cada uno de los FLATS. Se combinan las imágenes de FLAT tal y como hicimos antes para conseguir una imagen promedio de los FLATS. Este promedio se hace con los flats de cúpula y de cielo respectivamente y para cada filtro cada una de las noches. Hay que revisar, en el caso de flats de cielo, las estrellas, porque los flats no valen si hay estrellas. Utilizamos el paquete *noao.imred.ccdred.ccdproc.flatcombine* para combinar FLATS.

Procesamiento de las imágenes. Para finalizar el procesamiento de las imágenes, debemos quitar el BIAS y dividir las imágenes originales alineadas por los FLATS. Para ello usamos *ccdproc* de *IRAF* otra vez, pero cambiando el keyword *flatcor=yes*, para corregir de FLATS.

4.3.2 σ Orionis

En el caso de σ Orionis las imágenes fueron reducidas por Ramón Naves con un software específico (Maxim DL) de forma automática. Se tomaron 100 bias, 20 darks de 300 s de exposición, y 20 flats de cielo, con un tiempo de exposición que variaba entre los 5 y los 20 s.

Por tanto, para poder aplicar el software de *vaphot*, hubo que insertar la fecha juliana y alinear las imágenes posteriormente para las casi 3000 imágenes de Ramón Naves, al igual que se hizo en las imágenes de NGC 6811.

4.4 Fotometría

4.4.1 NGC 6811

Para hacer la fotometría necesitamos previamente crear una lista de estrellas objetivo y estrellas de referencia. Elegimos las referencias consultando el artículo de Luo et al. 2009 [32]. Como estrellas a estudiar elegimos V1 (ver [32] (coordenadas: R.A.(J2000) 19:36:58.2; DEC(J2000) +46:20:22) y otra estrella que no estaba previamente identificada en Luo et al. 2009 [32], y a la que hemos denominado Vx (coordenadas: R.A.(J200) 19:37:05.61;

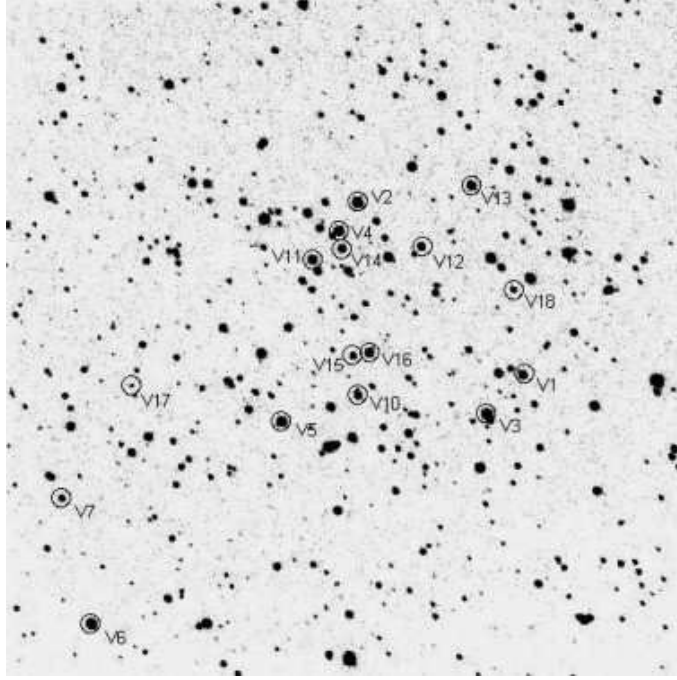


Figure 9: Cúmulo abierto NGC 6811. Los números muestran las estrellas estudiadas dentro de la campaña de *Kepler*. En este trabajo se estudiaron V1 y Vx (estrella variable no identificada previamente). Ref: Luo et al. 2009 [32].

DEC(J2000) +46:24:56.3). Los criterios utilizados para seleccionar las estrellas de referencia (coincidentes con los que dicta la campaña internacional con telescopios en tierra de *Kepler*) fueron:

1. Elegimos al menos 10 estrellas de referencia.
2. Las estrellas de referencia no deben ser variables, es decir, no debe cambiar su magnitud. Esto se determina estudiando su curva de luz y observando que no haya una variación significativa con el tiempo. En la figura 9 se muestran las estrellas de NGC 6811 a estudiar en la campaña de *Kepler*.

En la figura 13, se observa la curva de luz de la estrella V1 en NGC 6811. En el eje x se muestra el tiempo y en el y las diferencias en flujo.

En la figura 14 se muestra una mala estrella de referencia, porque el flujo parece cambiar con el tiempo, por lo que seguramente sea una estrella variable.

En la figura 15, porque las variaciones de flujo son muy pequeñas y no son regulares, por lo que estos pequeños cambios lo más probable es que no se deban intrínsecamente a la estrella.

Para hacer la fotometría, se utiliza una lista de estrellas, en la que el primer miembro de la lista es la estrella a estudiar, con sus coordenadas en píxeles, y se calculan las aperturas usando el paquete de IRAF, *apcalc*, dentro del paquete general de *vaphot* (Hangs Deeg), con el que se hace la fotometría.

4.4.2 σ Orionis

Para realizar la fotometría de σ Orionis procedemos de la misma manera y usando el mismo paquete de IRAF, *Vaphot*, que para NGC 6811. Sin embargo, esta vez no vamos a partir

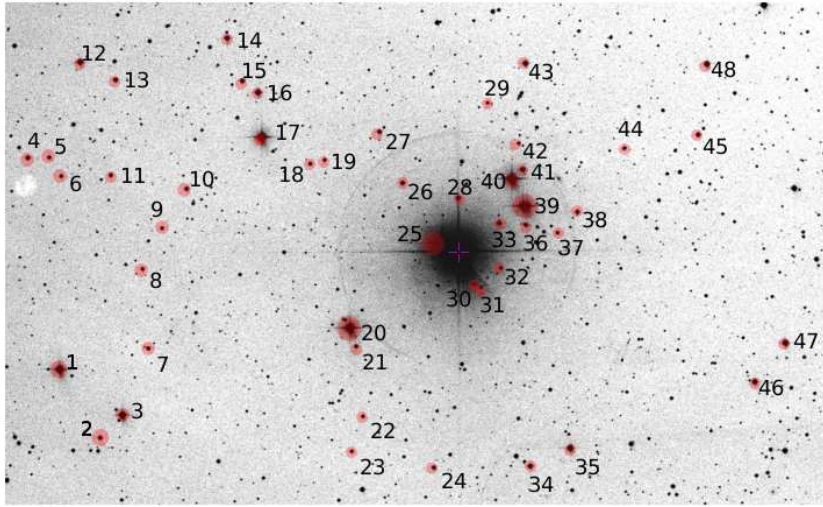


Figure 10: Imagen de σ Orionis de tiempo de exposición corto (5s) en la que se indican las potenciales estrellas objeto de estudio.

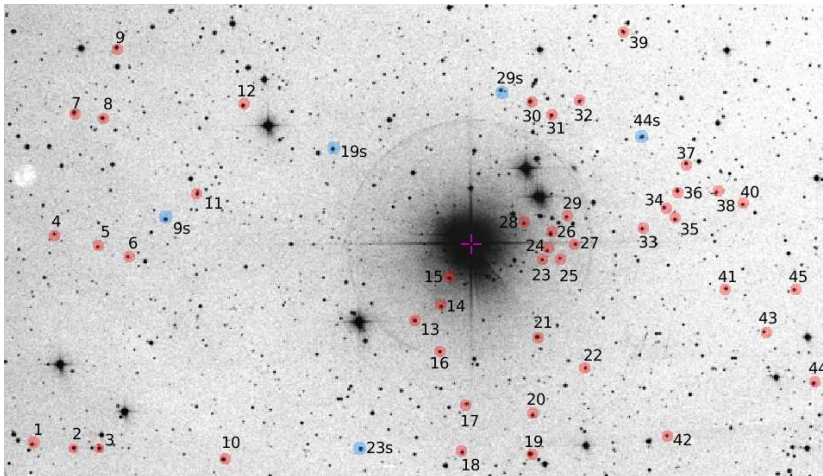


Figure 11: Imagen de σ Orionis de tiempo de exposición largo (60s) en la que se indican las potenciales estrellas objeto de estudio. Las estrellas nombradas con un *número* más una *s* significa que son estrellas de solapamiento de las imágenes cortas y las largas, en el que el número indica la estrella con la que se corresponde en la imagen corta.

de una lista de estrellas determinada en las que se conoce previamente cuáles son variables y cuáles no, por tanto, esta vez vamos a comenzar el proceso desde el principio y vamos a determinar cuáles son variables, cuáles no representando previamente un diagrama de magnitud vs desviación típica.

Para ello procedemos de la siguiente manera:

1. Hacemos una lista de estrellas, en la que la primera de la lista será la estrella a estudiar (target) y el resto serán las estrellas de referencia. Esta lista se hace sin saber previamente qué estrellas son variables y cuáles no.
2. Se utiliza esta lista como input de el paquete de IRAF *apcalc*, que acula las aperturas, y la salida de este programa se utiliza como entrada de *vaphot*, que hace la fotometría.
3. *Vaphot* genera un archivo .vap que es el input del programa de IDL, *vanaliz.pro* que genera las curvas de luz por fotometría diferencial, así como la representación de la magnitud vs desviación típica de la misma.

4. Una vez hecho esto, podemos descartar qué estrellas van a ser de referencia y cuáles van a ser potenciales estrellas a estudiar (targets).
5. Ahora podemos volver a la lista de estrellas inicial y elegir qué estrellas van a ser de referencia y cuáles van a ser estrellas a estudiar. Estableceremos como estrellas de referencia aquellas cuya magnitud tenga un error más pequeño frente a la magnitud, porque serán estrellas más estables. En la figura 12 se muestra un diagrama que representa la magnitud frente a su desviación típica. Esto nos permite distinguir las estrellas variables de las que no lo son, a mayor desviación típica para una magnitud dada, más probabilidad de que la estrella sea variable. Por tanto, para tomar estrellas de referencia, hay primero que descartar aquellas con una desviación típica grande frente a su magnitud. Hay que hacer varias iteraciones de este proceso hasta conseguir una precisión de 0.005 mmag, que es el la precisión que se quiere conseguir en nuestro caso.
6. Para cada estrella variable a estudiar (target) tenemos que hacer una lista diferente, en la que esta estrella tiene que estar al principio de la lista y el resto de estrellas de referencia tienen que estar después.
7. Una vez conseguida la lista óptima, generamos las curvas de luz finales y guardamos los datos, que utilizaremos después como input en el programa de IDL que calcula las frecuencias de oscilación.

Estableceremos como estrellas de referencia aquellas cuya magnitud tenga un error más pequeño frente a la magnitud, porque serán estrellas más estables. En la figura 12 se muestra un diagrama que representa la magnitud frente a su desviación típica. Esto nos permite distinguir las estrellas variables de las que no lo son, a mayor desviación típica para una magnitud dada, más probabilidad de que la estrella sea variable. Por tanto, para tomar estrellas de referencia, hay primero que descartar aquellas con una desviación típica grande frente a su magnitud.

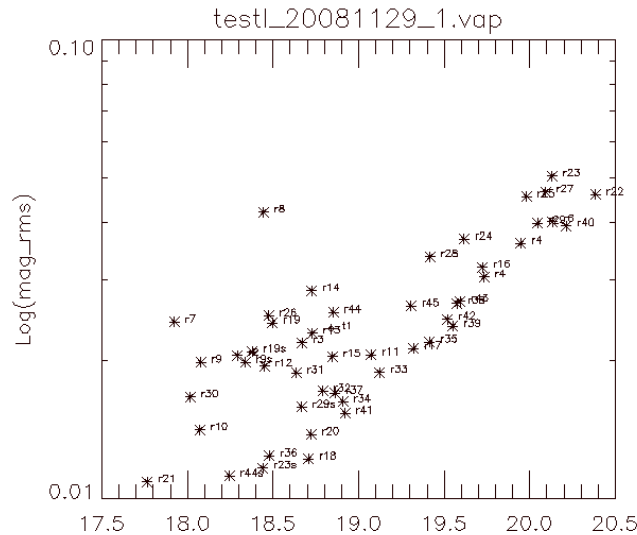


Figure 12: Representación de la magnitud frente a su desviación típica.

4.5 Curvas de luz

Para visualizar los resultados de la reducción y la fotometría, se utilizó un programa de IDL llamado *vanaliz* que permite representar las variaciones de flujo de la estrella problema

haciendo fotometría diferencial con las estrellas de referencia. Este script representa la magnitud diferencial respecto del tiempo. Todas las curvas de luz están corregidas con promedio 0.

4.5.1 NGC 6811

En la figura 13 se representa un ejemplo de la curva de luz de la estrella V1 del cúmulo NGC 6811. En la figura 15 se muestra un ejemplo de una estrella de referencia buena, y en la figura 14 el ejemplo de una mala estrella de referencia.

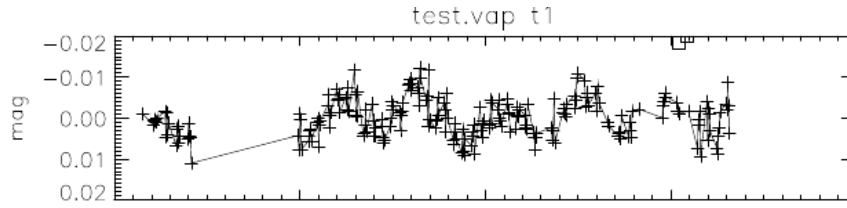


Figure 13: Curva de luz de la estrella V1 el 15 de julio de 2010 en NGC 6811. Esta curva es también ejemplo de una curva de luz buena. En el eje x se representa el tiempo (días) y en y se representa la magnitud diferencial.

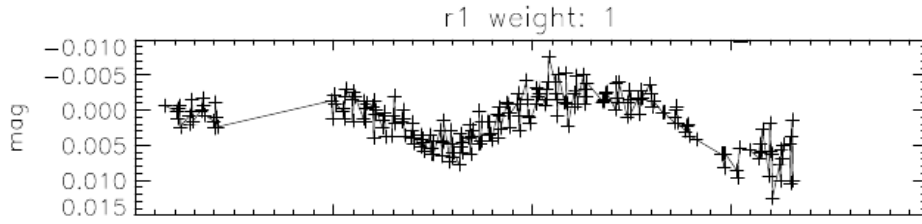


Figure 14: Ejemplo de una mala estrella de referencia en NGC 6811.

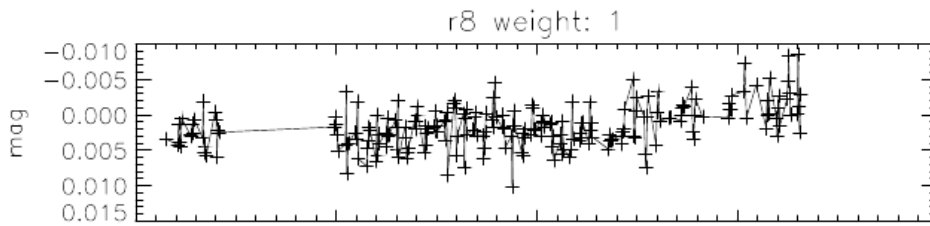


Figure 15: Ejemplo de una buena estrella de referencia en NGC 6811 .

4.5.2 σ Orionis

En las figuras 16 y 17 se adjuntan las curvas de luz de las estrellas a estudiar en las imágenes cortas.

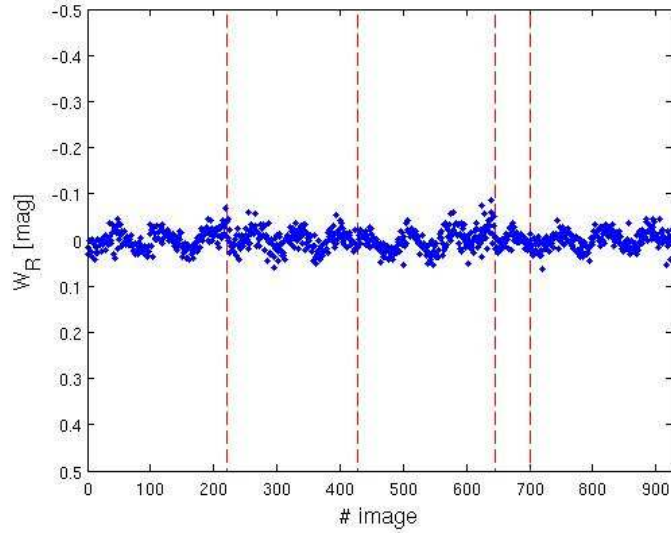


Figure 16: Curva de luz estrella t17 de las imágenes cortas. Se representa la magnitud diferencial frente al número de imágenes.

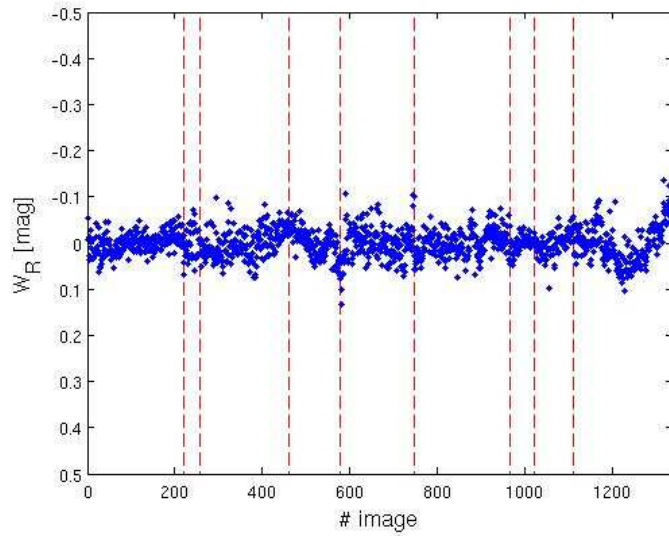


Figure 17: Curva de luz estrella t25 de las imágenes cortas. Se representa la magnitud diferencial frente al número de imágenes.

5 Resultados

5.1 Espectro de Potencias

5.1.1 NGC 6811

Se han analizado las curvas de luz tomadas durante 14 noches de observación, pero algunas noches son mejores que otras. Se considera que una curva de luz es buena cuando se pueden observar las oscilaciones periódicas durante la misma noche, en este caso algunas noches esto no fue posible. La figura 18 muestra un ejemplo de una curva de luz con baja relación señal - ruido tomada el 13 de julio, y la figura 13 muestra un ejemplo de una curva de luz buena, tomada el día 15 de julio.

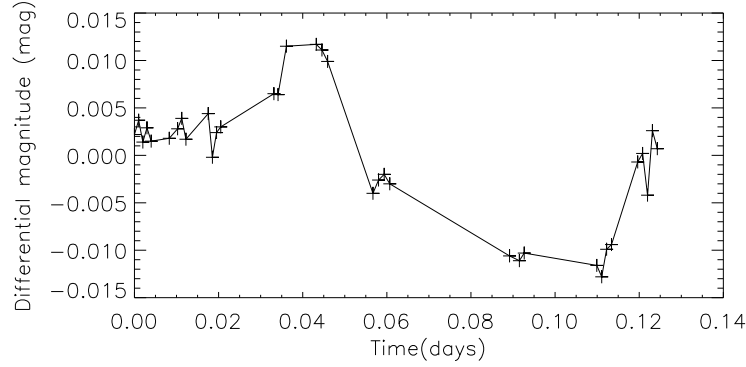


Figure 18: Ejemplo de una curva de luz con señal - ruido mala. Esta curva de luz se tomó el 13 de julio de 2010 para la estrella V1 de NGC 6811.

El análisis de frecuencias se realizó llevando a cabo dos métodos:

1. Método de mínimos cuadrados en 3D. Para determinar las características de las oscilaciones en la señal, buscamos una serie de funciones sinusoidales para una frecuencia dada f , con una amplitud A y una fase ϕ que mejor se ajusta a los datos.

Esto se hace calculando el espectro de potencias de una serie temporal y estudiando el rango de frecuencias con una mayor precisión alrededor del pico más grande. La frecuencia de este pico se ajusta mediante una parábola y después se minimiza una función χ^2 de sinusoides para una frecuencia dada, y determinamos A y ϕ .

Una vez que se determinan estas características, la señal teórica se sustrae de los datos y se calcula la siguiente frecuencia con amplitud mayor. Cada vez que se determina una frecuencia, la señal teórica se construye con todas las frecuencias encontradas y posteriormente es sustraída de los datos. Este proceso se repite hasta que todos los picos del espectro de potencias caen dentro de la señal del ruido.

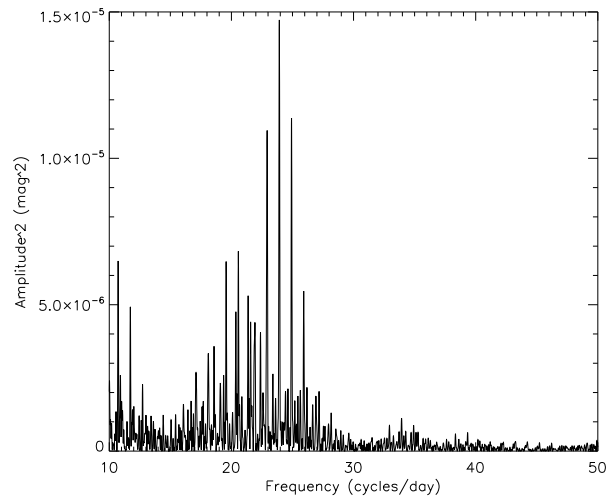


Figure 19: Espectro de potencias calculado utilizando todos los datos disponibles.

2. Método en 2D de mínimos cuadrados: Este método consiste en calcular el valor de χ^2 para diversas fases y amplitudes para una frecuencia dada. En la figura 21 se

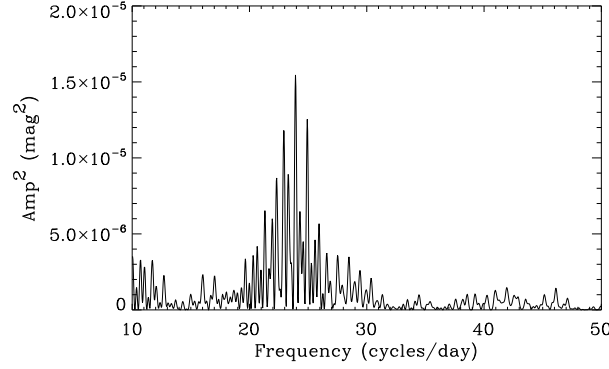


Figure 20: Espectro de potencias de los datos tomados los días 15 y 18 de julio.

muestra un ejemplo de una superficie χ^2 creada usando todos los datos en el filtro B para la frecuencia $f = 18.63$ ciclos/día. En la figura 22, se muestra la χ^2 frente a la amplitud, y la figura 23 muestra la χ^2 frente a las fases para diferentes datos. Estas dos gráficas nos permiten determinar la amplitud y la fase que tiene un χ^2 mínimo.

En la tabla 6 se muestran las frecuencias, amplitudes y fases para V1 y Vx usando ambos métodos. La frecuencia calculada para Vx es la misma para los filtros B y V para cada intervalo de datos, exceptuando el intervalo de días seleccionado para el filtro V. En este caso, se toma la segunda frecuencia para calcular los modos de oscilación después.

Para V1, la frecuencia obtenida usando todos los datos para el filtro V es diferente de las otras frecuencias calculadas, pero coincide con la dada por Luo et al. 2009[32]. No puede determinarse la frecuencia exactamente porque hay huecos en los datos, ya que durante el día no puede observarse, este hecho hace que la frecuencia obtenida puede no ser la frecuencia real, sino que varía en un ciclo por día arriba o abajo.

Se repite el mismo proceso seleccionando los mejores datos (aquellos en los que se puede apreciar la oscilación de manera clara). Los resultados obtenidos con este método pueden consultarse en la tabla 6 para V1 y Vx.

El espectro de potencias es diferente si se usan todos los datos, o sólo los datos de las mejores noches. Las figuras 19 y 20 muestran los espectros de potencias para ambos rangos de datos.

La resolución del espectro de potencias usando todos los datos es mejor que si sólo usamos los datos de dos días, debido básicamente al volumen de datos. A ambos lados de la frecuencia principal pueden verse dos picos que tienen un ciclo por día más y un ciclo por día menos, debido a que no se pueden tomar datos durante el día, lo que, como se ha comentado, introduce una diferencia de un ciclo por día a la hora de calcular la frecuencia.

Calculamos los errores en fase y en amplitud utilizando la definición $1-\sigma$ de χ^2+1 . Para ello se representa una superficie con los valores de χ^2 para todas las amplitudes y fases (ver figura 21), y se hacen dos gráficas. Una representando sólo χ^2 frente a la amplitud (ver figura 22) y otra representando χ^2 frente a la fase (ver figura 23), y con ellas determinamos los errores usando la definición de χ^2+1 . Para ello, realizamos un corte en la gráfica en el eje y que representa los diversos valores de

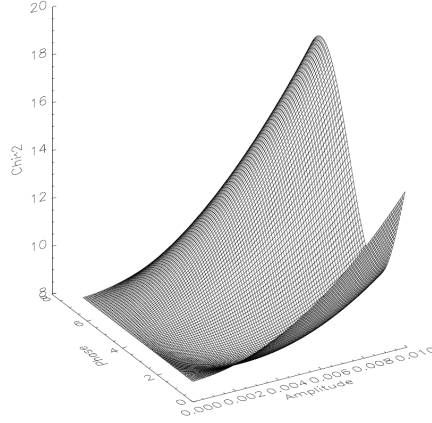


Figure 21: Superficie χ^2 del rango de amplitudes frente a las fases para la frecuencia de 18.63 ciclos/día, para todas las fases y amplitudes.

Table 6: Frecuencias, amplitudes y fases para la estrella variable V1 (bloque superior) y para la variable Vx (bloque inferior)

Intervalo de tiempos	Filtro	f_1	f_2	χ^2	A	$\sigma(A)$	ϕ	$\sigma(\phi)$
Todos los días	B	23.91	23.93	8.13	0.0040	0.0030	1.6	1.2
Selección de intervalos	B	23.94	21.58	3.23	0.0060	0.0030	0.8	1.2
Todos los días	V	24.92	23.92	10.64	0.0035	0.0030	0.0	0.8
Selección de intervalos	V	23.91	11.71	3.27	0.0035	0.0030	4.8	0.8
Todos los días	B	18.63	18.63	3.24	0.0046	0.0030	3.8	1.2
Selección de intervalos	B	18.63	15.53	2.66	0.0052	0.0030	3.8	1.2
Todos los días	V	18.63	16.54	5.52	0.0045	0.0030	5.0	0.8
Selección de intervalos	V	17.63	18.63	2.67	0.0048	0.0030	5.1	0.8

χ^2 , con valor:

$$y = \chi^2 (\text{mínimo}) + 1$$

Como se muestra en la figura 23, y determinamos en qué amplitudes o fases se produce el corte de la línea que traza el valor χ^2+1 . Este intervalo nos dará el valor de sigma como:

$$\sigma = \text{intervalo}/2$$

5.1.2 σ Orionis

En el caso de σ Orionis se calcularán las frecuencias, amplitudes y fases usando sólo el primer método de los mencionados en el punto anterior para NGC 6811.

Variabilidad imágenes de corto tiempo de exposición Dentro de las imágenes de corto tiempo de exposición, se han encontrado dos estrellas variables, que se tabulan en 7:

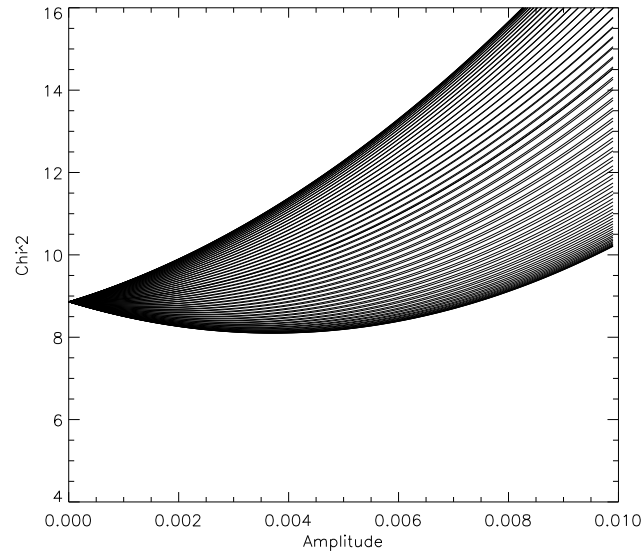


Figure 22: Amplitud versus χ^2 para todas las fases.

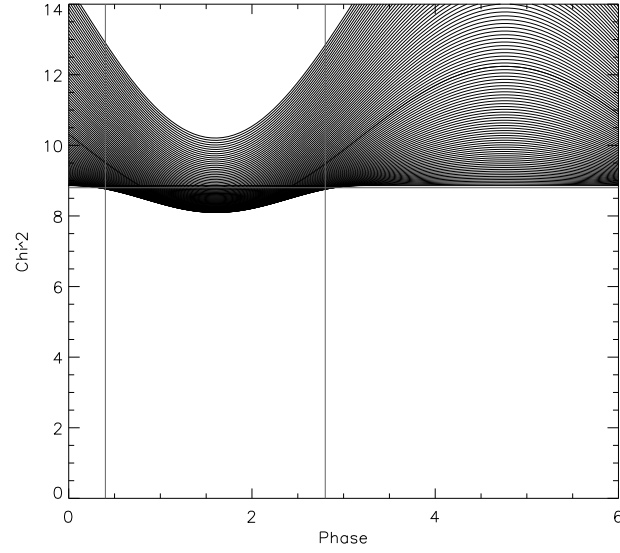


Figure 23: Fase versus χ^2 para todas las amplitudes.

Table 7: Estrellas variables identificadas para las imágenes de largo tiempo de exposición

Objeto	RA	DEC	Identificación
t17	05 39 15.0594	-02 31 37.618	Mayrit 524060
t25	05 38 47.194	-02 35 40.54	Mayrit 41062

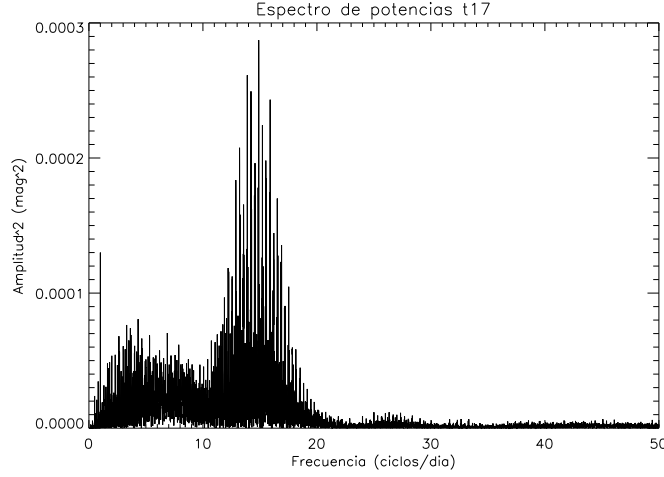


Figure 24: Espectro de potencias de la estrella variable t17 de las imágenes de tiempo de exposición corto.

Table 8: Frecuencia, amplitud y fase de la estrella variable de la imagen con tiempo de exposición corto.

Objeto	f (ciclos/día)	A (mag)	Ph
t17	14.89	0.017	0.755

En la figura 24 se muestra el espectro de potencias para la estrella variable a estudiar en las imágenes de tiempo de exposición corto. Puede comprobarse qué frecuencia se encuentra el máximo en potencia (*amplitud*²).

En la tabla 8 se recoge la frecuencia de oscilación, amplitud y fase calculadas.

- La frecuencia de t17 es de 14.89 ciclos/día, que está dentro del rango de frecuencias de las estrellas δ Scuti, como se comentó en la introducción. Además, consultando *Simbad*: <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>, podemos ver que la diferencia $0.0 \leq B - V \leq 0.4$, de hecho es una estrella tipo A0 y la curva de luz tiene variaciones continuas y periódicas, con lo que cumple todos los requisitos para ser variable tipo δ Scuti.

De ser así es la primera δ Scuti descubierta en σ Orionis y de las únicas jóvenes detectadas hasta ahora a una distancia menor de 500 pc.

- La estrella t25, se corresponde con σ Ori E no se cumplen ninguna de las condiciones para ser δ Scuti. De hecho según Caballero et al. 2007 [12], este es un objeto $B2V_p$, con variabilidad fotométrica, en radio y en rayos X con un periodo bien conocido de 1.73 días, y con gran actividad magnética. Tiene una masa de $7.4 \pm 1.5 M_{\odot}$, rico en He, y también se han detectado enormes flares (Pallavicini, Sanz-Forcada & Franciosini, 2002[18] ; Goote & Schimdt, 2004; Sanz-Forcada et al. 2004.

Variabilidad imágenes de largo tiempo de exposición Los objetos estudiados en las imágenes con largo tiempo de exposición (60s) se encuentran tabuladas en la tabla 9. Dentro de estos objetos, se han encontrado 5 variables, a las que se le han calculado las frecuencias de oscilación.

- El objeto t8, es V510 Ori, o Mayrit 871071, de tipo espectral K7, tiene una disco circunestelar (ver Oliveira et al. 2004 [38]), y la caída de material de la envoltura que provoca la emisión de jets o chorros y una variación en magnitud. Es una fuente de objeto Herbig-Haro (HH 444). Es una estrella tipo T Tauri.
- El objeto t19 es TY Ori, o Mayrit 489196, que tiene variabilidad debida a manchas en su superficie. Durante la toma de estas imágenes se ha detectado un flare muy intenso en la noche del 18 de diciembre de 2008. Medimos una parte de la caída con amplitud mínima de 0.4 mag (la magnitud cae 0.3 mag), ver figura 45.
- El objeto t30, es Mayrit 344337, es un objeto de baja masa ($< 1M_{\odot}$) tipo T Tauri, de tipo espectral K5 (Caballero et al. 1010 [16]), que está catalogado como estrella variable en rayos X de largo periodo, según se indica en Caballero et al. 2010 [16], pero no se había detectado hasta ahora variabilidad fotométrica. Esta variabilidad se debe a manchas en la superficie.
- El objeto t44 es 2MASS J05381906-0232014 (ver Cutri et al. 2003 [17]), no está catalogado como objeto perteneciente a el cúmulo de σ Orionis, es una estrella de fondo.
- El objeto t29s es Mayrit 348349, Haro 5-13, (ver Haro, 1953 [23] y Parsamian & Chavira, 1982 [42]) es una estrella tipo T Tauri ya conocida, de tipo espectral M0 con emisión en $H\alpha$ y asociación en Li, ver Sacco et al. 2008 [43]. Consistente con pertenecía al cúmulo.

5.2 Modos de oscilación usando el software *FAMIAS*

Una vez calculada la frecuencia principal, las amplitudes y sus errores, y las fases con sus errores, se usa el software FAMIAS para identificar los modos de oscilación.

Este programa usa los modelos estelares, para estrellas de diferentes masas con diferentes propiedades atmosféricas, para calcular los modos de oscilación.

La figura 25 muestra una captura de pantalla de la interfase del programa FAMIAS. En la parte de la derecha de la imagen, se seleccionan los parámetros del modelo estelar. En la parte de la izquierda, se introducen los datos observacionales: la frecuencia, la amplitud y la fase calculadas antes.

5.2.1 σ Orionis

Para σ Orionis fue imposible calcular los modos de oscilación porque no disponíamos de imágenes en varios filtros imprescindibles para realizar este cálculo.

5.2.2 NGC 6811

Generamos varios modelos con masas desde 1.6 to 2.2 M_{\odot} , considerando microturbulencias de 2 km/s y 8 km/s.

FAMIAS calcula las amplitudes teóricas y las fases de los modos para $l = 0, 1, 2$ y 3 , correspondientes a las frecuencias calculadas previamente. El programa produce una gráfica que representa la amplitud relativa frente a la diferencia de fase para diferentes filtros. La

Table 9: Estrellas variables identificadas para las imágenes de largo tiempo de exposición

Estrella	RA	DEC	Identificación
01	05 39 50.390	-02 43 30.76	Mayrit 1082115
02	05 39 44.170	-02 43 39.56	...
03	05 39 40.296	-02 43 40.18	2MASS J05394029-0243401
04	05 39 47.068	-02 35 40.35	...
05	05 39 40.602	-02 36 08.97	...
06	05 39 36.065	-02 36 31.00	[BMZ2001] S Ori J053936.4-023626
07	05 39 44.110	-02 31 09.22	Mayrit 936072
08	05 39 39.823	-02 31 21.80	Mayrit 871071 (V510 Ori) (variable)
09	05 39 37.789	-02 28 44.38	[HHM2007] 1137
10	05 39 21.743	-02 44 03.81	Mayrit 735131
11	05 39 25.643	-02 34 10.72	...
12	05 39 18.834	-02 30 53.14	Mayrit 596059
13	05 38 53.068	-02 38 53.63	[W96] rJ053852-0238
14	05 38 49.173	-02 38 22.24	Mayrit 157155
15	05 38 47.916	-02 37 19.24	Mayrit 92149
16	05 38 49.421	-02 40 02.88	...
17	05 38 45.375	-02 41 59.42	Mayrit 359179
18	05 38 46.050	-02 43 47.76	[W96] 4771-1090
19	05 38 35.873	-02 43 51.22	Mayrit 489196 (TY Ori)(variable)
20	05 38 35.535	-02 42 24.38	...
21	05 38 34.791	-02 39 30.03	Mayrit 258215
22	05 38 27.595	-02 40 39.73	...
23	05 38 34.056	-02 36 37.54	Mayrit 165257
24	05 38 33.359	-02 36 17.63	Mayrit 172264
25	05 38 31.413	-02 36 33.80	Mayrit 203260
26	05 38 32.843	-02 35 39.20	Mayrit 180277
27	05 38 29.119	-02 36 02.67	Mayrit 234269
28	05 38 36.864	-02 35 16.38	...
29	05 38 30.456	-02 35 02.17	...
30	05 38 35.872	-02 30 43.32	Mayrit 344337 (variable)
31	05 38 32.682	-02 31 15.61	[KJN2005] 3.01 325
32	05 38 28.485	-02 30 42.97	[SWW2004] J053828.389-023043.04
33	05 38 19.146	-02 35 27.92	[KJN2005] 4.03 511
34	05 38 15.897	-02 34 41.22	[KJN2005] 3.01 170
35	05 38 14.229	-02 35 07.32	[W96] rJ053814-0235
36	05 38 13.907	-02 34 03.02	...
37	05 38 12.601	-02 33 01.53	[W96] rJ053812-0232
38	05 38 08.007	-02 34 05.96	... (visual binary)
39	05 38 21.880	-02 28 09.65	... (visual binary)
40	05 38 04.067	-02 34 33.81	...
41	05 38 06.618	-02 37 42.17	...
42	05 38 15.412	-02 43 10.57	...
43	05 38 00.910	-02 39 18.25	...
44	05 37 53.435	-02 41 12.96	... (variable)
45	05 37 56.423	-02 37 43.40	...
09s	05 39 30.431	-02 35 07.32	[W96] 4771-579
19s	05 39 05.406	-02 32 30.34	Mayrit 374056
23s	05 39 01.219	-02 43 40.02	...
29s	05 38 40.274	-02 30 18.54	Mayrit 348349 (variable)
44s	05 38 19.065	-02 32 01.46	2MASS J05381906-0232014

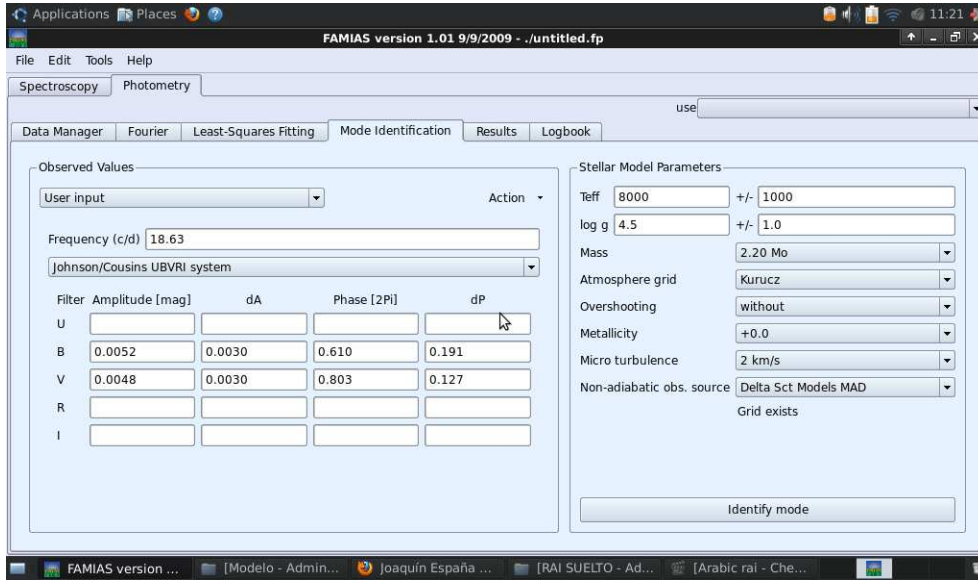


Figure 25: Interfase de FAMIAS usados para calcular los modos de oscilación de estrellas con diferentes parámetros en el modelo de atmósfera estelar.

figura 26 muestra un ejemplo de un modelo con los modos de oscilación para una estrella de $2.2M_{\odot}$ y 2 km/s de microturbulencia.

El modelo ajusta los datos experimentales si está en el intervalo de error de los datos. No podemos obtener conclusiones a partir de las gráficas generadas con estos modelos porque nuestro intervalo de error es bastante alto. Aún así, el modo $l = 2$ parece estar mejor ajustado que los otros. Por tanto, no podemos asegurar la identificación de ningún modo porque nuestros datos no son lo suficientemente precisos.

6 Conclusiones y Trabajo futuro

6.1 Conclusiones

6.1.1 NGC 6811

1. Se obtuvieron 14 noches de observación del cúmulo abierto NGC 6811 en el telescopio IAC80, situado en el Observatorio del Teide (OT), en Tenerife.
2. Se han reducido y procesado las imágenes usando IRAF e IDL. Para la reducción, se dividieron las imágenes en filtros B y V, se fijó la fecha juliana en las cabeceras de las imágenes, y finalmente se procesaron los datos usando varios paquetes de IRAF.
3. Se ha realizado fotometría diferencial de las dos estrellas variables indicadas, V1 y Vx. V1 es una de las estrellas a estudiar como parte de la campaña internacional para complementar con observaciones desde tierra la misión Kepler, y Vx es una estrella perteneciente al cúmulo en la que se ha descubierto variabilidad durante la realización de este trabajo y que no está en principio dentro de la campaña de *Kepler*. Para hacer la fotometría se ha usado el paquete de IRAF, *vaphot*, elaborado por Hans Deeg. Para complementar este paquete, se hizo fotometría diferencial usando un script aparte para IDL.

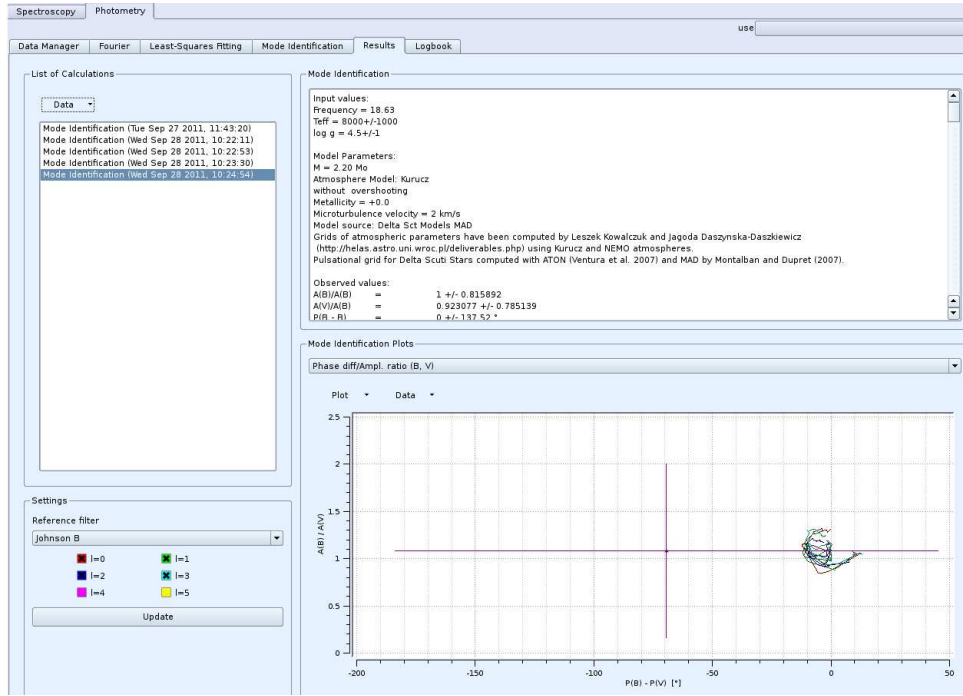


Figure 26: Proporción teórica entre la amplitud y la diferencia de fase para los filtros B y V para una estrella de $2.2 M_{\odot}$ y 2 km/s de microturbulencia.

4. Se han determinado las frecuencia principales, las amplitudes y las fases de las oscilaciones principales usando dos métodos diferentes. El primero de ellos era un método de mínimos cuadrados en 3 dimensiones, que calcula la amplitud, la frecuencia y la fase de las curvas de luz. En el segundo método, para una frecuencia dada, se calcula el valor de χ^2 mínimo en 2 dimensiones. Con el segundo método, obtenemos la amplitud y la fase con sus errores.
5. Se ha intentado determinar las propiedades de las frecuencias de oscilación observadas usando el software FAMIAS. Este software usa modelos estelares, la frecuencia, fase y amplitud calculadas previamente para determinar los modos de oscilación. No se pudieron determinar los modos de oscilación exactamente debido a la falta de precisión y a la cantidad de datos.

6.1.2 σ Orionis

1. Se han tomado imágenes durante 9 noches, entre el 29 de noviembre de 2008 y el 11 de enero de 2009. Para ello se ha utilizado un telescopio LX200 de 305 mm de diámetro. Estas imágenes fueron tomadas por Ramón Naves. Se tomaron dos tipos de imágenes, de corto tiempo de exposición (5 s) y de largo tiempo de exposición (60 s), en luz blanca (sin filtro).
2. La reducción también fue realizada por Ramón Naves de manera automática, utilizando Maxim DL. Posteriormente, para poder utilizar el software de IRAF, *vaphot* (Hans Deeg), se fijó la fecha juliana en las cabeceras, al igual que se hizo con las imágenes de NGC 6811.
3. Se ha realizado fotometría usando *vaphot* y fotometría diferencial usando un script de IDL llamado *vanaliz* (también creado por Hans Deeg), al igual que para NGC 6811, tanto de las imágenes largas como las cortas.

La diferencia de la fotometría realizada en σ Orionis con respecto a la realizada en NGC 6811, es que en éste se conocían las estrellas de referencia previamente, ya que era parte de una campaña de Kepler para calcular los modos de oscilación de las estrellas variables en ese cúmulo. En σ Orionis, en principio hemos supuesto que no se conocía nada de ninguno de los objetos en el campo, con lo que había que identificar en primer lugar las estrellas de referencia, es decir, aquellas con una curva de luz estable. Para ello, se realiza una diagrama magnitud vs desviación típica magnitud y se identifican aquellos objetos con una desviación típica grande. Estos objetos serán candidatos a estudio. Asimismo, elegimos como referencias aquellos objetos con desviación típica pequeña de magnitud respecto a su magnitud. Para asegurarnos de que son objetos estables, también se comprueba su curva de luz, generada por el script de IDL que realiza la fotometría diferencia.

4. Se realiza otra iteración, aplicando el software de *vaphot* otra vez, cambiando los objetos de referencia y eligiendo aquellos con curvas de luz más estables, y un objeto a estudiar variable (target). Para cada target, hay que aplicar el software de *vaphot* una vez para todas las noches.
5. Una vez hechas todas las curvas de luz de todos los objetos variables (7 entre imágenes de largo y de corto tiempo de exposición), se han identificado aquellos que ya estaban identificados previamente. Posteriormente, se procede a calcular su frecuencia de oscilación, la amplitud de la misma y su fase de aquellos objetos que muestren una curva de luz con un periodo muy regular. Para ello aplicamos el método de mínimos cuadrados en 3D, que se aplicó también en NGC 6811. Con estos datos, podemos inferir qué tipo de objeto variable se ha detectado.

Los objetos variables para las imágenes de corto tiempo de exposición son:

- Objeto t17 (Mayrit 524060), cumple todas las condiciones para ser una estrella variable tipo δ Scuti. Si se confirmara, sería la primera variable de este tipo detectada en σ Orionis y de las únicas δ Scuti jóvenes detectadas hasta ahora.
- Objeto t25 (Mayrit 41062), se corresponde con σ Ori E, ya conocido. Es un objeto tipo B2Vp, rico en He, con emisión en rayos X, gran actividad magnética y variable fotométricamente por manchas, con un periodo bien determinado de 1.73 días.

Los objetos variables detectados en las imágenes de largo tiempo de exposición son:

- El objeto t8 (V510 Ori o Mayrit 871071), ya conocido, es una estrella tipo T Tauri, fuente de un objeto Herbig-Haro (HH 444), en el que la caída de material a la envoltura provoca la emisión de jets o chorros.
- La estrella t19 (TY Ori o Mayrit 489196), es tipo T Tauri con variabilidad debida a manchas. Durante las observaciones se detectó un flare muy intenso de una caída en magnitud de 0.3 mag durante la noche del 18 de diciembre de 2008.
- El objeto t30 (Mayrit 344337), está catalogado como estrella variable de largo periodo en rayos X por manchas, pero es la primera vez que se detecta variabilidad en el óptico.
- El objeto t44 (2MASS J05381906-0232014), es muy probablemente una estrella de fondo no asociada al cúmulo, ya que nunca ha sido identificada por los surveys fotométricos y los colores no se corresponden con los de σ Orionis.
- La estrella t29 (Mayrit 348349, Haro 5-13), es un objeto tipo T Tauri ya conocido previamente, con emisión en $H\alpha$ y Li en asociación. Perteneciente al cúmulo.

6. Para estas imágenes de σ Orionis no puede realizarse el cálculo de los modos de oscilación porque sólo se tienen imágenes en un filtro, y son necesarias imágenes en al menos dos filtros para poder calcularlos.

6.2 Trabajo futuro

6.2.1 σ Orionis

- Para determinar de una manera más precisa el periodo de oscilación de el objeto candidato a δ Scuti, es necesaria la realización de más observaciones, a ser posible continuas y en varios filtros, de manera ideal durante unas 50 noches de observación. Posteriormente se haría fotometría diferencial.
- Toma de espectros del campo de σ Orionis.

6.2.2 NGC 6811

- Tomar más imágenes de NGC 6811 durante más noches de observación y también en filtros B y V y realizar el mismo proceso que en este trabajo. Más observaciones implica más precisión a la hora de determinar las frecuencias de oscilación y por tanto a la hora de determinar los modos de oscilación.

References

- [1] *Asteroseismology* C. Aerts, et al. 2009, Springer Verlag.
- [2] Bailer-Jones & Muncht, 2001, A&A, 367, 218.
- [3] Barrado y Navascués et al. 2002, A&A, 393, 185.
- [4] Becker, 1947, Astronomische Nachrichten, 275, 229.
- [5] Béjar et al. 1999, ApJ, 521, 671.
- [6] Béjar et al. 2001, ApJ, 521, 671.
- [7] Béjar et al. 2004b, AN, 325, 705.
- [8] Breger, 1979, Astronomical Society of the Pacific, 91, 5-26.
- [9] Brown et al. 1994, A&A, 289, 101.
- [10] Burgasser et al. 2004, ApJ, 604, 827.
- [11] Caballero et al. 2004, A&A, 424, 857.
- [12] Caballero, 2007, Astron. Nachr., 328, 917-927.
- [13] Caballero, 2007b, AN, 328, 927.
- [14] Caballero, 2007d, AN, 328, 917.
- [15] Caballero, 2008, A&A, 478, 667-674.
- [16] Caballero et al. 2010, A & A, 521, A45.

- [17] Cutri et al. 2003, University of Massachusetts and Infrared Processing and Analysis Center, (IPAC/California Institute of Technology)
- [18] Franciosini et al. 2004, A&A, 446, 501.
- [19] Garrison, 1967, PASP, 79, 433.
- [20] Glushkova, 1999, Astronomy Letters, 25, 86-92.
- [21] González-García et al. 2006, A&A, 460, 799.
- [22] Greenstein & Wallerstein, 1958, ApJ, 129, 237.
- [23] Haro, 1953, ApJ, 117, 73.
- [24] Haro & Moreno, 1953, BOTT, 1g, 11.
- [25] Heintz, 1997, ApJS, 111, 335.
- [26] Hernández et al. 2007, ApJ, 662, 1067.
- [27] Hekker, 2011, A&A, 530, A100.
- [28] Jayawardhana et al. 2003, Brown Dwarfs, Proc. IAU Symp. 211, held 20-24 May 2002 at University of Hawai'i, Honolulu, Hawai'i. ed. E.L. Martín (San Francisco: ASP), 139.
- [29] van Loon & Oliveira, A&A, 405, L33.
- [30] Lee, T.A. 1968, ApJ, 152, 913.
- [31] Lindoff, U. 1972, A&A, 16, 315
- [32] Luo et al. 2009, NewA, 14, 584.
- [33] Lynga, 1981, The Catalogue of the Open Stars Clusters, ADCBu, 1, 90.
- [34] Mason et al. 1998, AJ, 115, 821.
- [35] Meibom et al. 2011, The Astrophysical Journal Letters, 733, Issue 1, article id. L9
- [36] Molenda-Zakowicz et al. 2010, Astronomische Nachrichten, 331, Issue 9/10, p.981.
- [37] Oliveira, 2002, A&A, 382, L22.
- [38] Oliveira, 2004, A&A, v.418, p.663-673.
- [39] Oliveira, 2004, MNRAS, 347, 1327.
- [40] Oliveira, 2006, MNRAS, 369, 272.
- [41] Oliveira & van Loon, 2004, A&A, 418, 663.
- [42] Parsamian & Chavira, 1982, 3, 69-96.
- [43] Sacco et al. 2008, A&A, 488, 167-179.
- [44] Sanders W. L. 1971, A&A, 15, 368-373.
- [45] Scholz & Eisloffel, 2004, A&A, 419, 249.
- [46] Sherry et al. 2004, AJ, 128, 2316.

- [47] Stello, 2011, arXiv: 1107.1311v2
- [48] Uytterhoeven et al, 2011, arXiv: 1107.0335.
- [49] Walter et al. 1997, MmSAI, 68, 1081.
- [50] Wiramihardja et al. 1989, PASJ, 91, 155.
- [51] Wolk, 1996, PhD Thesis, State University New York at Stony Brook.
- [52] Zapatero-Osorio et al. 2000, Science, 290, 103.
- [53] Zapatero-Osorio et al. 2002a, A&A, 384, 937.
- [54] Zapatero-Osorio et al. 2002b, ApJ, 569, L99.
- [55] Zapatero-Osorio et al. 2007a, A&A, 472, L9.

7 Apéndice

A continuación se adjuntan las curvas de luz de las estrellas estudiadas dentro del campo de σ Orionis en las imágenes de largo tiempo de exposición. En todas ellas se representa *menos* la magnitud diferencial ($\Delta W = -\Delta \text{mag}$) frente al número de imágenes.

El criterio de colores de estas curvas de luz es el siguiente:

- Puntos en azul: Curva de luz de cada estrella.
- Puntos en rojo: Curva de luz promedio.
- Puntos en verde y amarillo: Regiones descartadas de la curva de luz de cada estrella y promedio, respectivamente.

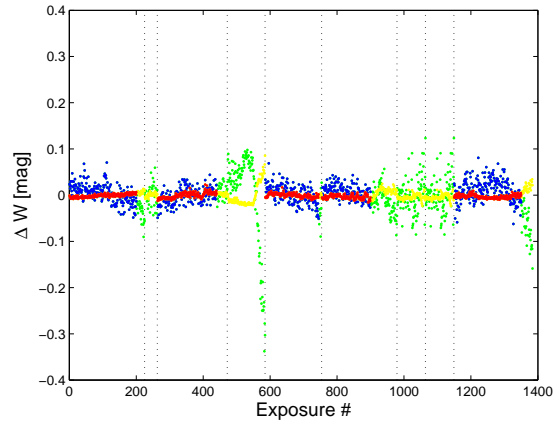


Figure 27: Curva de luz estrella 1.

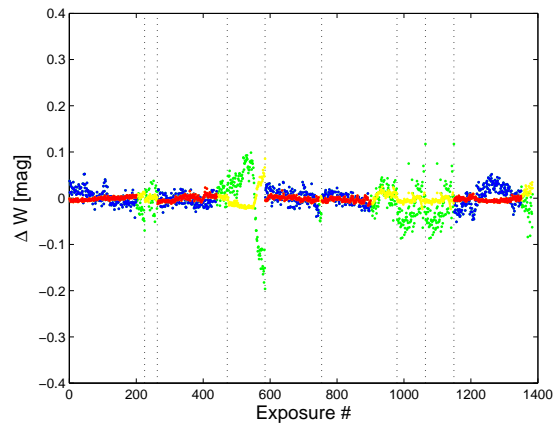


Figure 28: Curva de luz estrella 2.

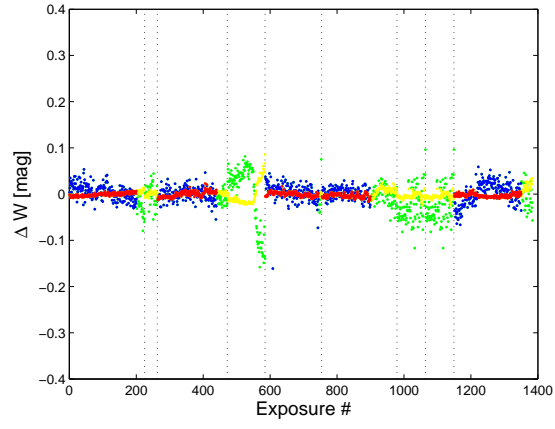


Figure 29: Curva de luz estrella 3.

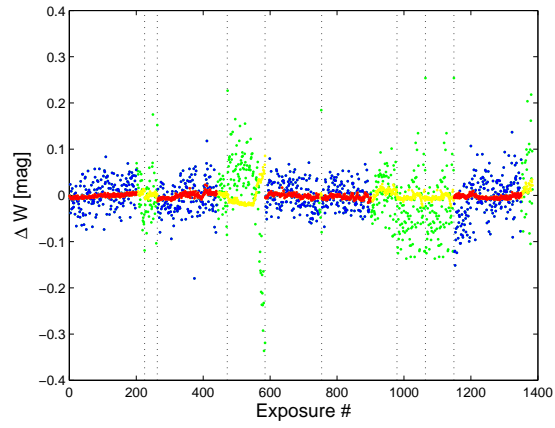


Figure 30: Curva de luz estrella 4.

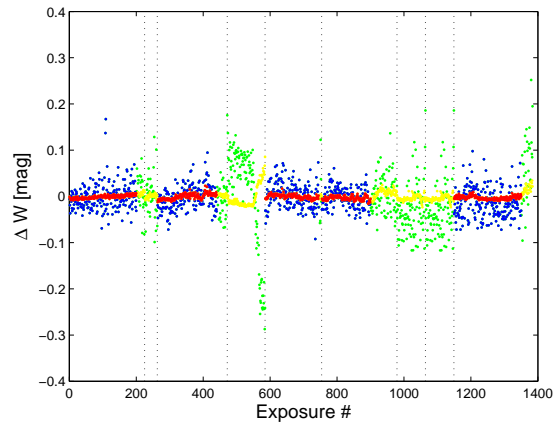


Figure 31: Curva de luz estrella 5.

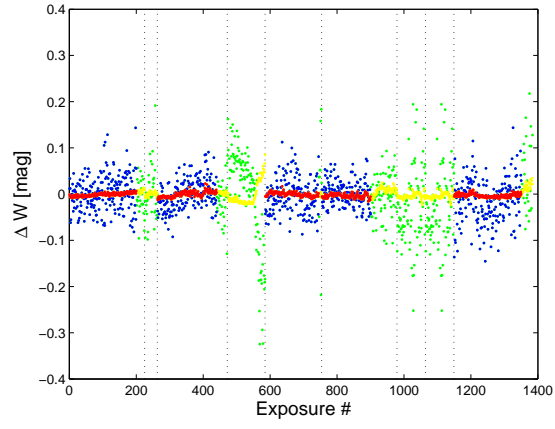


Figure 32: Curva de luz estrella 6.

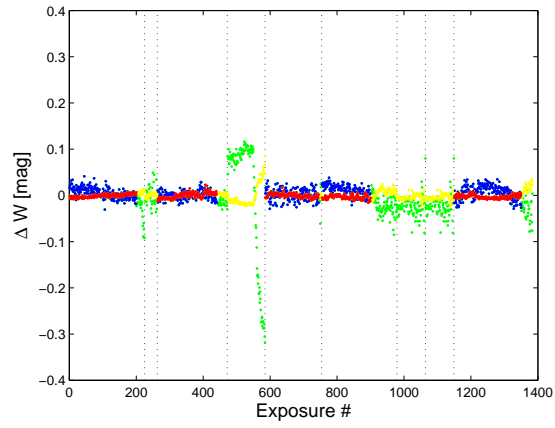


Figure 33: Curva de luz estrella 7.

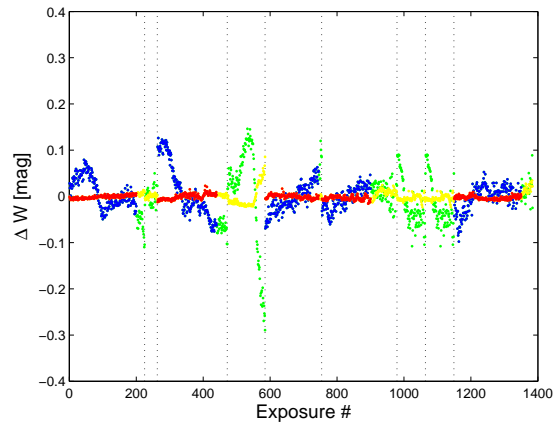


Figure 34: Curva de luz estrella 8.

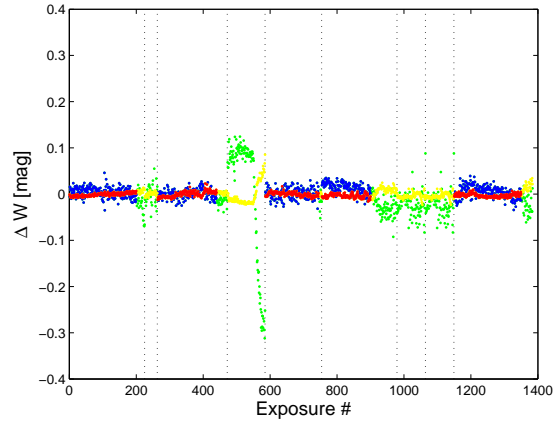


Figure 35: Curva de luz estrella 9.

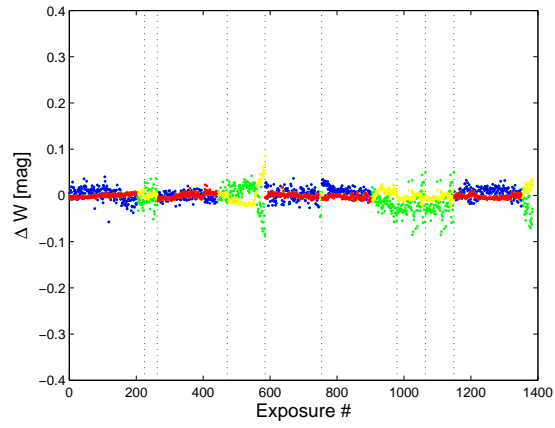


Figure 36: Curva de luz estrella 10.

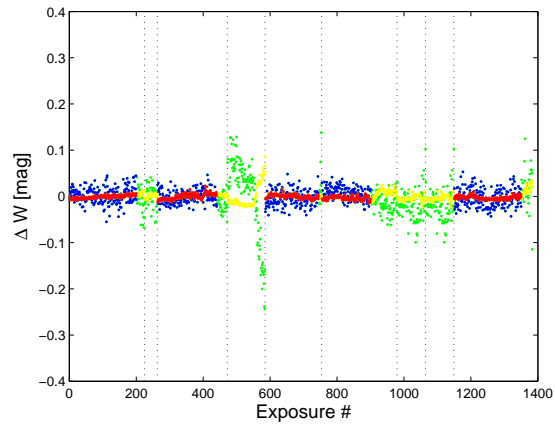


Figure 37: Curva de luz estrella 11.

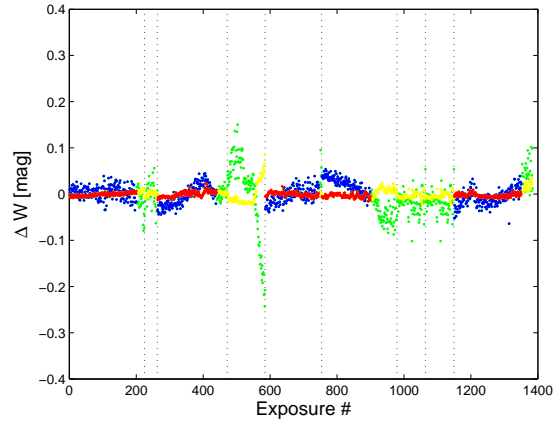


Figure 38: Curva de luz estrella 12.

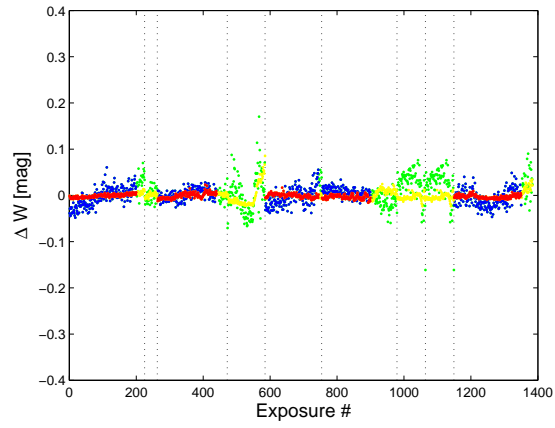


Figure 39: Curva de luz estrella 13.

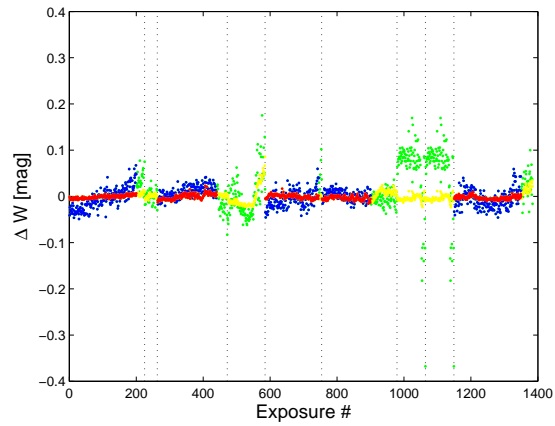


Figure 40: Curva de luz estrella 14.

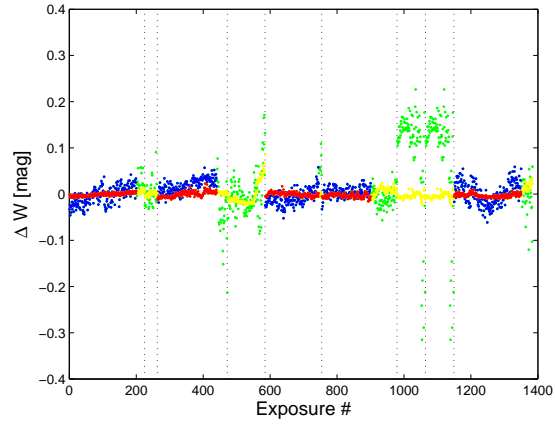


Figure 41: Curva de luz estrella 15.

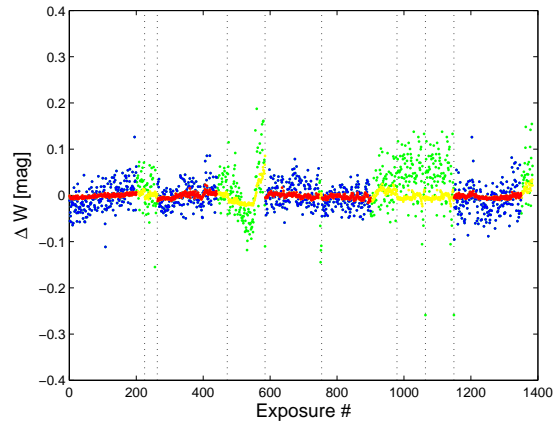


Figure 42: Curva de luz estrella 16.

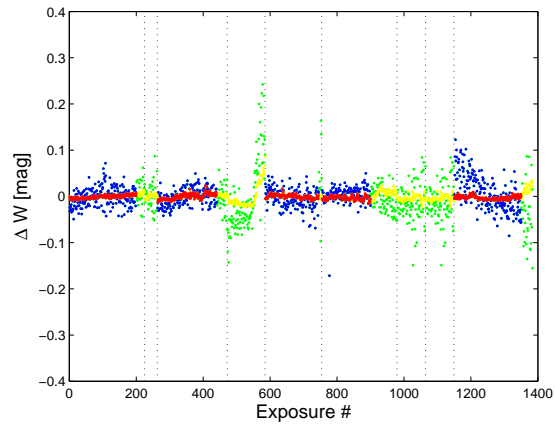


Figure 43: Curva de luz estrella 17.

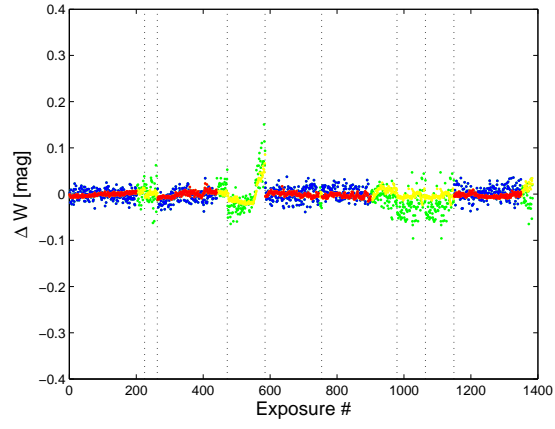


Figure 44: Curva de luz estrella 18.

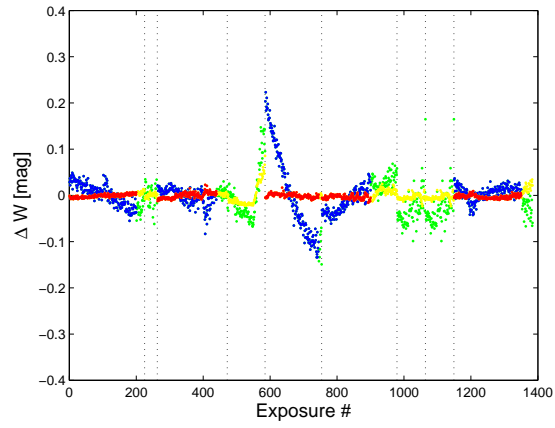


Figure 45: Curva de luz estrella 19.

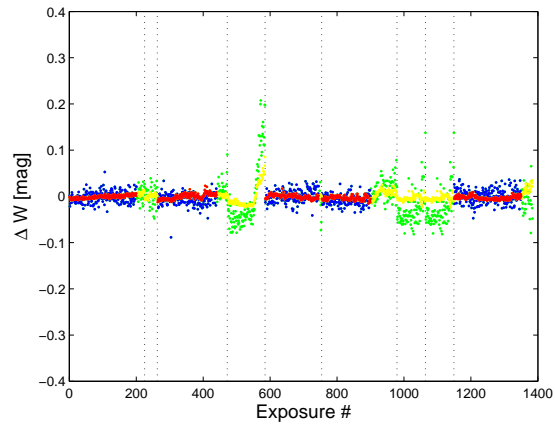


Figure 46: Curva de luz estrella 20.

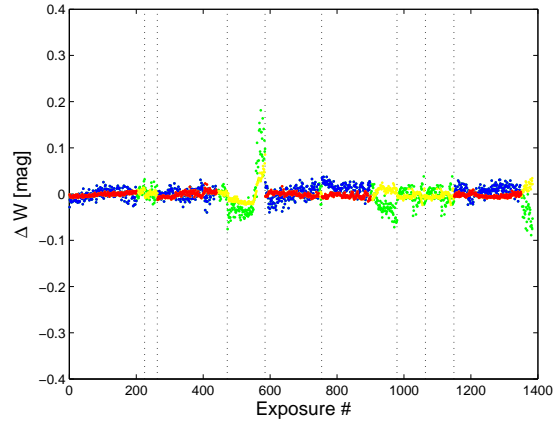


Figure 47: Curva de luz estrella 21.

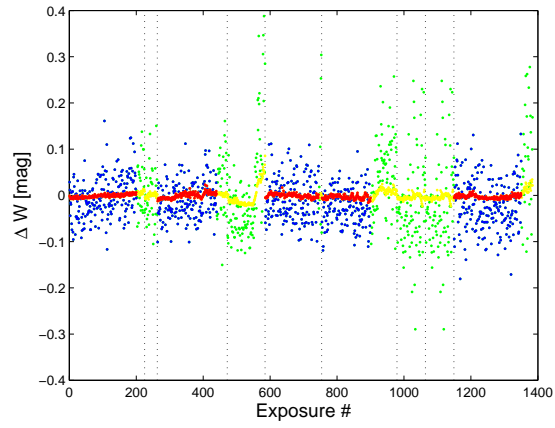


Figure 48: Curva de luz estrella 22.

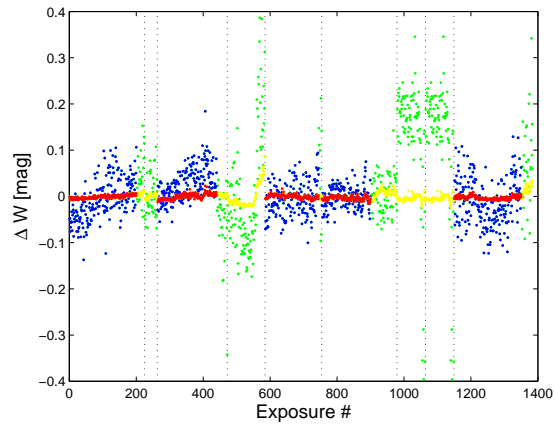


Figure 49: Curva de luz estrella 23.

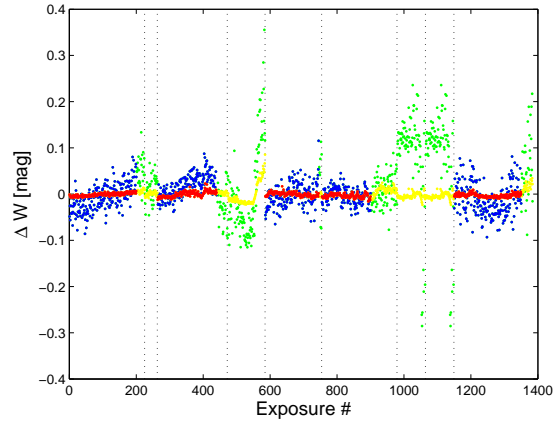


Figure 50: Curva de luz estrella 24.

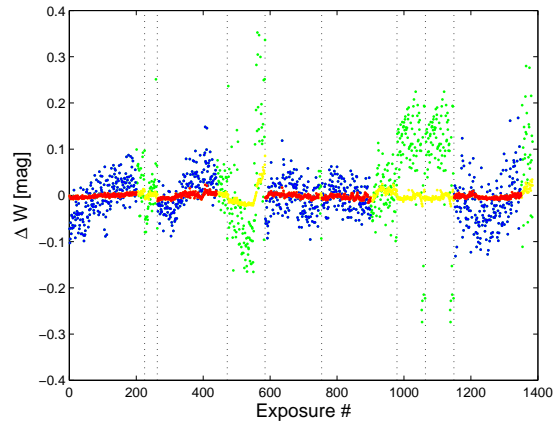


Figure 51: Curva de luz estrella 25.

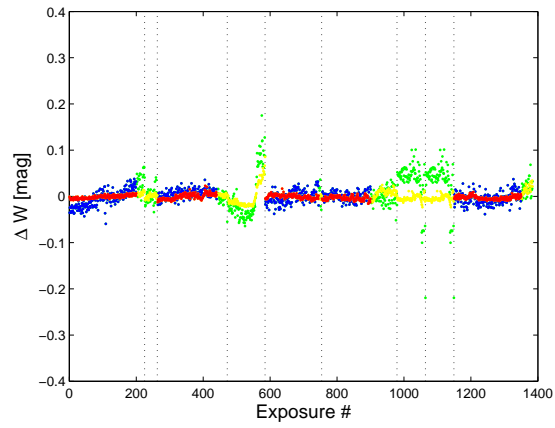


Figure 52: Curva de luz estrella 26.

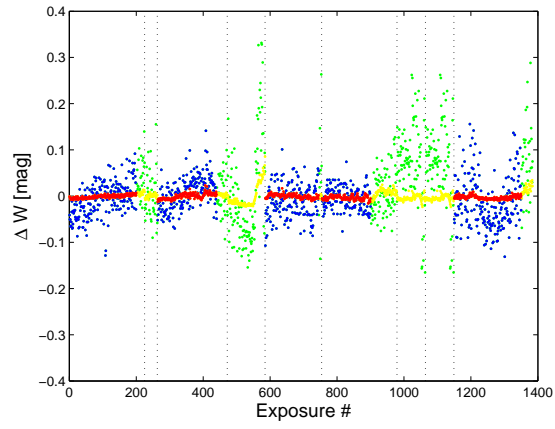


Figure 53: Curva de luz estrella 27.

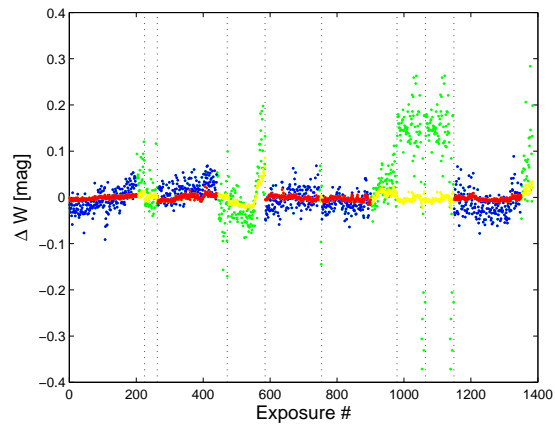


Figure 54: Curva de luz estrella 28.

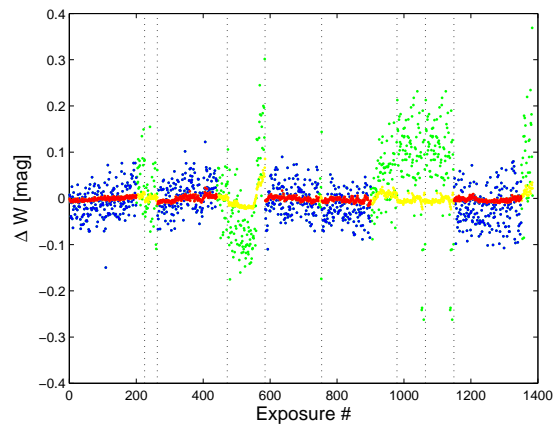


Figure 55: Curva de luz estrella 29.

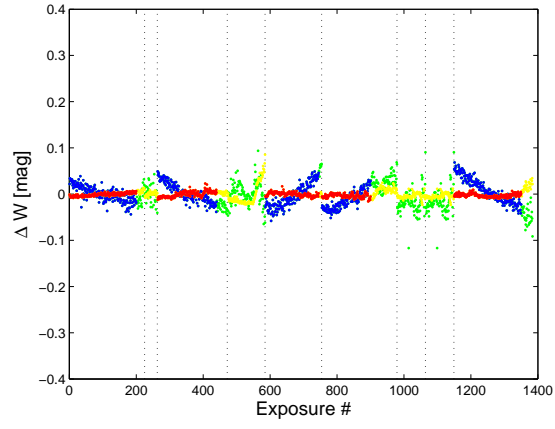


Figure 56: Curva de luz estrella 30.

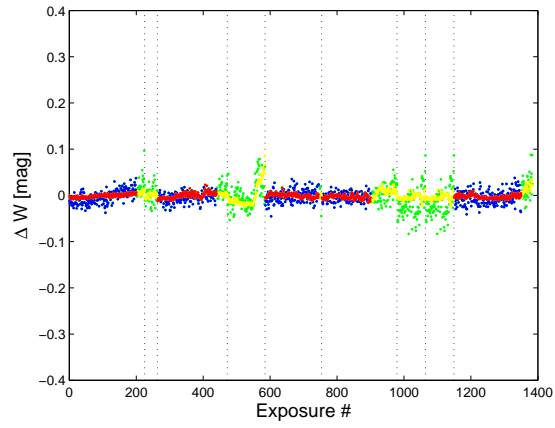


Figure 57: Curva de luz estrella 31.

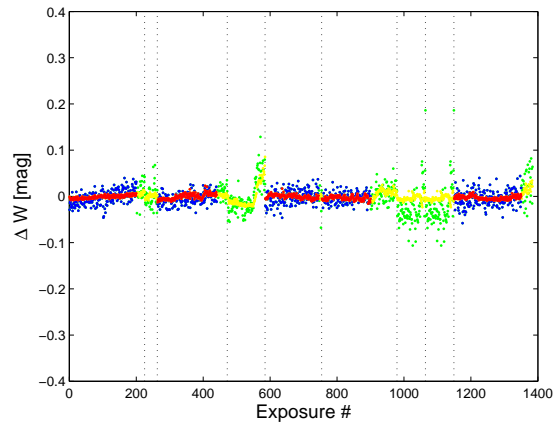


Figure 58: Curva de luz estrella 32.

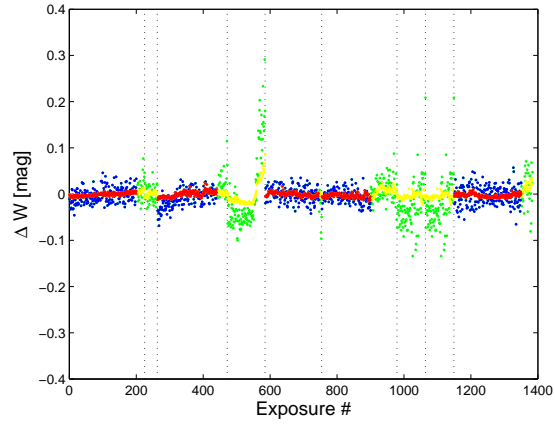


Figure 59: Curva de luz estrella 33.

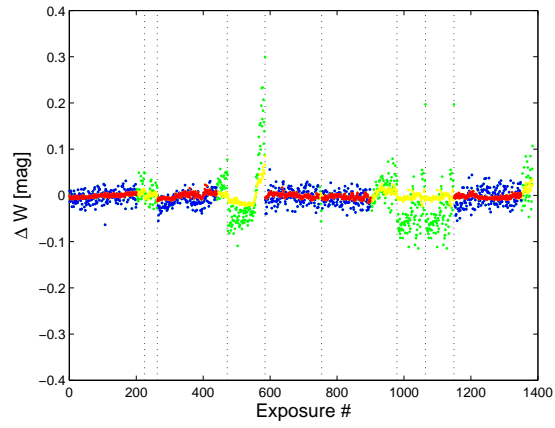


Figure 60: Curva de luz estrella 34.

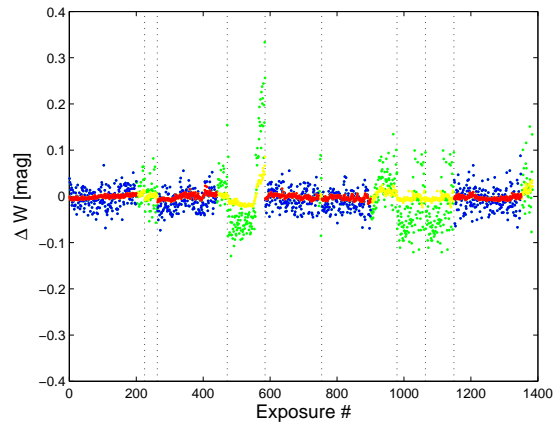


Figure 61: Curva de luz estrella 35.

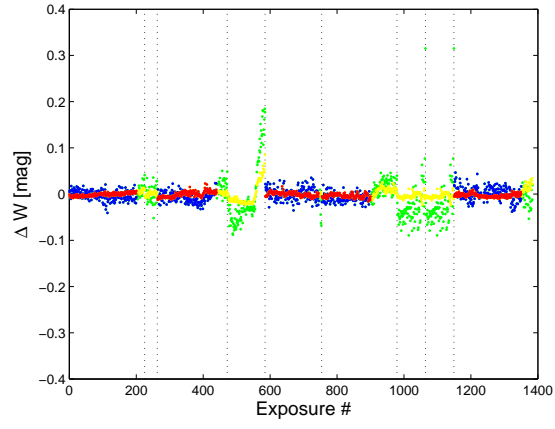


Figure 62: Curva de luz estrella 36.

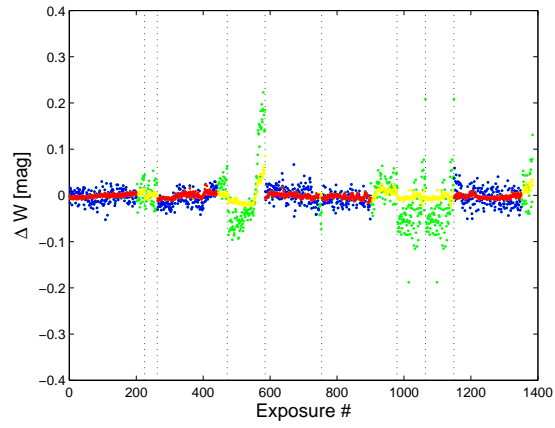


Figure 63: Curva de luz estrella 37.

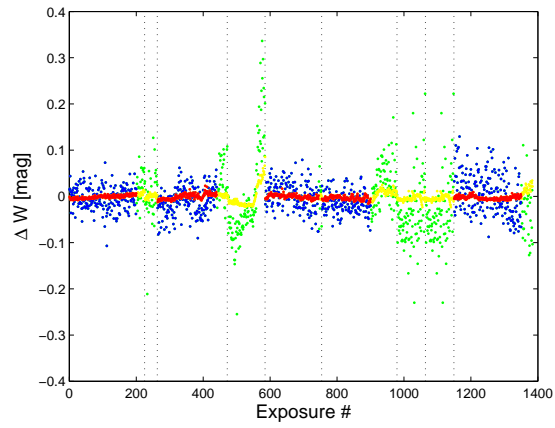


Figure 64: Curva de luz estrella 38.

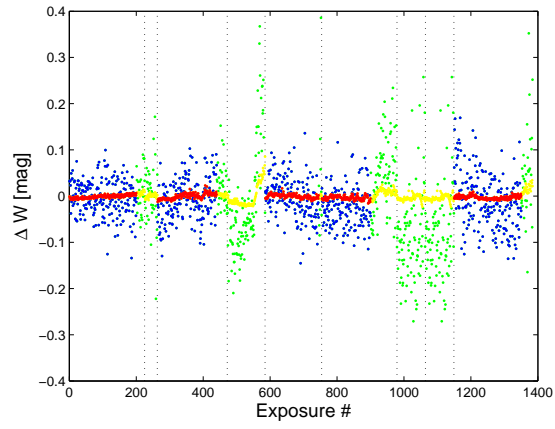


Figure 65: Curva de luz estrella 40.

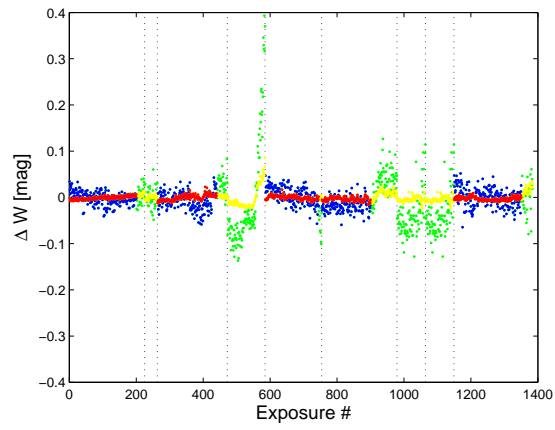


Figure 66: Curva de luz estrella 41.

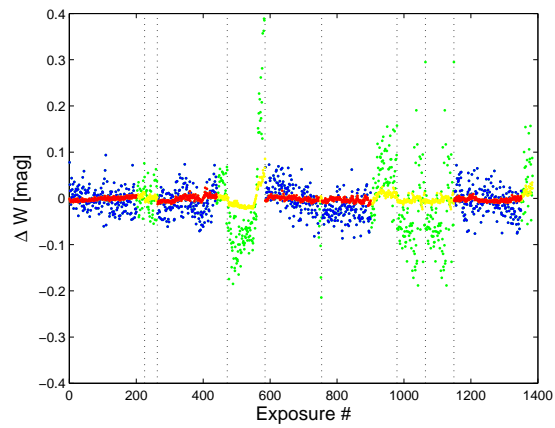


Figure 67: Curva de luz estrella 42.

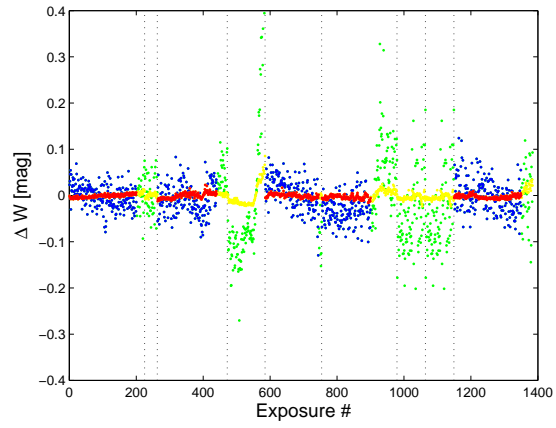


Figure 68: Curva de luz estrella 43.

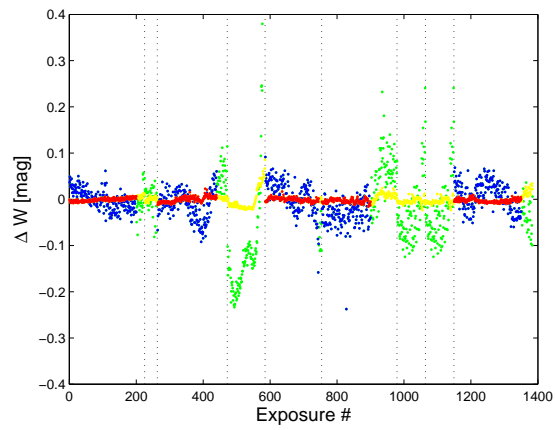


Figure 69: Curva de luz estrella 44.